

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS
Departamento de Física de la Tierra, Astronomía y Astrofísica II
(Astrofísica y Ciencia de la Atmósfera)



TESIS DOCTORAL

Masas de las galaxias con formación estelar de la exploración UCM

MEMORIA PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR

PRESENTADA POR

Jaime Izquierdo Gómez

Directores

Jesús Gallego Maestro

Jaime Zamorano Calvo

Madrid, 2016



UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID
FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS
DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA

MASAS DE LAS GALAXIAS CON FORMACIÓN ESTELAR DE LA EXPLORACIÓN UCM

Trabajo de Tesis dirigido por los profesores:

Dr. Jesús Gallego Maestro

Dr. Jaime Zamorano Calvo

Universidad Complutense de Madrid

Memoria presentada por

D. Jaime Izquierdo Gómez

Para aspirar al grado de

Doctor en Astrofísica

Madrid, Diciembre 2015

A mi abuelo materno, Basilio

Lo único permanente es el cambio

Jaime Izquierdo

Portada: Imagen de 40x60 arcmin centrada en la galaxia UCM1256+2823 (NGC4858) en Coma Berenices. Tomada por Jaime Izquierdo con telescopio T16 de iTelescope en Astrocamp. Nerpio, España. Exposición 600 segundos. Región ampliada: 12x12 arcmin. SDSS. La galaxia UCM1256+2823 (NGC4858) está 70 millones de años-luz mas distante que la NGC4860 cercana en la imagen.

ÍNDICE

Índice	7
Agradecimientos	9
Resumen	11
Summary	12
1. Introducción	13
1.1. Antecedentes	13
1.2. Las masas de las galaxias	14
1.3. Masas estelares	15
1.4. Masas dinámicas	17
1.5. Objetivos del trabajo.	27
2. Muestra de galaxias utilizada	29
2.1. La Exploración UCM	29
2.2. La línea H α como indicador de formación estelar	30
2.3. Propiedades de las galaxias UCM	33
2.4. Parámetros de las galaxias UCM	36
2.5. Clasificación espectroscópica de las galaxias UCM	39
2.6. Masas estelares de las galaxias UCM	41
2.7. Comparativa de masas estelares	45
3. Campañas de Observación y Reducción de Datos	49
3.1. Campañas	49
3.2. Procesado de las observaciones	51
4. Determinación de Masas de la muestra UCM	63
4.1. Curvas de rotación	64
4.2. Dispersión de velocidades	72
4.3. Masa virial	74
4.4. Masa dinámica	75
4.5. Estimación de errores	78
4.5.1. Errores de las masas estelares	78
4.5.2. Errores de las masas con espectros colapsados	78

4.5.3. Errores de las masas viriales	79
5. Relación entre masas y otros parámetros estructurales	81
5.1. Importancia del análisis de las masas	81
5.2. Comparación de masas en diferentes campañas	82
5.3. Relación de masas viriales con otros parámetros.	84
5.3.1. Relación de masas viriales con magnitudes aparentes en banda r de Gunn	84
5.3.2. Relación de masas viriales con magnitudes absolutas en banda B de Jhonson	86
5.3.3. Relación de la masas virial con el radio efectivo	87
5.3.4. Relación de la masa virial con la anchura equivalente EW	88
5.3.5. Relación de la masa virial con el color B-V	90
5.3.6. Relación de la masa virial con la asimetría de la galaxia	91
6. Comparación entre las diferentes masas de las galaxias	93
6.1. Masa dinámica vs masa virial por espectro colapsado	94
6.2. Masa dinámica vs masa virial ponderada por flujo	96
6.3. Comparación entre masas dinámicas y estelares	97
6.4. Comparación entre las masas estelares y las viriales ponderadas por flujo	99
6.5. Comparación de las masas viriales ponderadas por flujo con las masas estelares	104
6.6. Relación masas viriales frente a masas estelares para galaxias a desplazamiento al rojo intermedio	107
7. Conclusiones	111
8. Trabajos futuros	113
9. Referencias	115
10. Índice de figuras y tablas	119
11. Otras tablas	123
Acrónimos	155
Apéndice A. Fichas de las galaxias	159

Agradecimientos

Poco podía imaginar en 1978, cuando terminé la Licenciatura de Ciencias Físicas, que 37 años más tarde estaría escribiendo mi Tesis Doctoral, ya que mi labor en el Laboratorio de Tecnología de Materiales de Hidroeléctrica Española, en el que trabajaba, me obligaba a continuos desplazamientos por España y el extranjero haciendo imposible dedicarle el tiempo que actualmente he comprobado que es necesario para ello.

No obstante, mi vinculación con la Astronomía y la Astrofísica siempre ha estado presente a través de mi actividad con la Agrupación Astronómica de Madrid y con el Planetario de Madrid.

El deseo permanente de conocer el porqué de las cosas y aumentar el conocimiento de lo que nos rodea en el mundo cercano y lo que sucede en el Universo cercano y lejano, se lo debo a mi abuelo materno, Basilio, que lo inculcó a toda la familia y me fue transmitido a través de mi madre. A él dedico mis primeros agradecimientos pues ha sido la base del espíritu de mi formación continua durante toda mi vida.

No hubiera sido posible llegar al momento actual de esta memoria de tesis sin la ayuda de multitud de personas que a lo largo de tantos años han colaborado a conseguirlo, el espíritu de investigación en el análisis causa-raíz de fallos y averías en el Departamento de Tecnología de Materiales citado y los profesores y compañeros del Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera de la Facultad de Ciencias Físicas de la Universidad Complutense de Madrid.

Naturalmente la mayor ayuda ha provenido de mis directores de Tesis, los profesores Jesús Gallego y Jaime Zamorano que han hecho verdaderos esfuerzos para compensar mis carencias por el tiempo transcurrido desde mi licenciatura. Han actuado no solo como tutores sino como amigos y compañeros de Observación en las Campañas de adquisición de espectros para esta tesis en el Observatorio del Roque de los Muchachos, perteneciente al Instituto de Astrofísica de Canarias en la isla de La Palma. En la campaña de Marzo de 2008 también tengo que agradecer la compañía y apoyo de Juan Carlos Muñoz, actualmente ya doctorado.

Tengo que agradecer a todos los profesores del Departamento su buena disposición para aclararme todo tipo de dudas de todos los órdenes, que han ido surgiendo a lo largo de estos últimos años. Muy especialmente al profesor Nicolás Cardiel siempre dispuesto a explicarme detalles de estadística o de funcionamiento de sus excelentes programas de reducción y análisis de espectros o datos.

Mención aparte merece el Dr. Sergio Pascual, gracias a quien he podido utilizar los sistemas disponibles en Linux, resolviendo mis tropiezos y continuos problemas con el mismo.

Tengo que agradecer al profesor Pablo Pérez-González su ayuda para poner al día sus datos de las Masas Estelares, utilizados como referencia y comparación en este trabajo.

Al colectivo de postdocs y doctorandos tengo que agradecer su apoyo, compañerismo y ayuda continua con los pequeños y no tan pequeños tropiezos diarios, tanto en el ámbito académico como lúdico (Meteoros, Heliofísica, Astrofotografía, etc.) dentro y fuera de la Facultad, como Juan Carlos Muñoz, Francisco Ocaña, Lucia Rodríguez, Raffaella Marino y tantos que no cabrían en esta breve reseña, con mención especial a Alejandro Sánchez, (cariñosamente apodado Mr. Script) y Raúl Cacho, en el día a día de los cálculos, gráficos y redacción de documentos, así como a Carmen Eliche para la confección homogénea de las fichas resumen de las galaxias y a Pilar Esquej y Helena Domínguez por su ayuda y colaboración. A Ainhoa Sánchez por su continua ayuda con la gestión y edición de documentos que nos libera de esas tareas para dedicar más tiempo a la realización de este trabajo.

Fuera del orden estrictamente de esta tesis, tengo que agradecer al profesor David Montes y al técnico Antonio Verdet su buena disposición y acogida a mi nombramiento por el Departamento como Colaborador Honorífico del mismo, en las múltiples ocasiones en las que he actuado como monitor de actividades en las visitas de centros educativos y público en general a los telescopios de la Facultad, y en las salidas a otros Centros Astronómicos con los alumnos de Licenciatura o de Grado.

Como extensión a estas actividades han sido las expediciones (no financiadas) de la UCM, a varios eclipses totales de Sol y Auroras Boreales, en las que la colaboración de todos los participantes crea el espíritu de equipo tan necesario para llevar a término una tarea tan compleja como la realización de una tesis.

Quiero terminar estos agradecimientos con una mención especial a los amigos y sobre todo a la familia, que han sufrido el compartir tiempo y atención para la tesis, restándoselo a ellos.

Resumen

La finalidad principal de este trabajo es encontrar una relación entre las masas (viriales y dinámicas) y las estelares de las galaxias de la Exploración UCM (*UCM Survey*). La exploración UCM proporcionó una muestra representativa de galaxias con formación estelar en el Universo Local.

Para llevar a cabo este proyecto hemos utilizado los espectros con rendija larga de la línea de emisión $H\alpha$ de dichas galaxias, obtenidos por nosotros mismos, calculando las masas cinemáticas (viriales) y dinámicas (por curva de rotación).

Hemos medido la velocidad de dispersión en cada galaxia, asumiendo que esa velocidad de dispersión tiene su origen en el pozo gravitatorio y que el efecto de turbulencia es insignificante. Con dicha velocidad de dispersión y, por medio del Teorema del Virial, hemos calculado la masa virial.

Hemos calculado, asimismo, la velocidad de rotación en cada galaxia a lo largo de la rendija larga del espectrógrafo y estas velocidades se han usado para obtener la curva de rotación (corregida de inclinación) en galaxias con un campo general de velocidades. Con estos datos hemos calculado la masa dinámica.

Las masas estelares, calculadas en 2003 (Pablo Pérez-González. 2003. Tesis), mediante técnicas de modelos de poblaciones estelares, se han actualizado para la Función Inicial de Masas (IMF) de Salpeter e IMF de Chabrier, para este trabajo.

Las masas viriales y dinámicas se han comparado con las masas estelares y calculado sus correlaciones, obteniendo así una estimación de cualquiera de ellas cuando se tiene la otra en exploraciones a diferente z .

Conclusión: Se han complementado el estudio de las propiedades de las galaxias de la muestra UCM abordando el estudio de las masas dinámicas mediante las curvas de rotación, y masas viriales (cinemática interna). Este trabajo proporciona una relación entre las masas viriales y la masa estelar. Hemos obtenido una calibración aplicable a futuras exploraciones de galaxias a mayor z , pudiendo estimar la masa estelar con la medida espectroscópica de la dispersión de velocidades, o bien la masa gravitatoria (virial) a partir de la masa estelar medida.

Summary

The main purpose of this work is to find a relationship between the virial and dynamical masses and the stellar masses of the UCM galaxies exploration (UCM Survey). The UCM Survey provided a representative sample of star-forming galaxies in the local universe.

To carry out this project we use the long-slit spectra of the emission line $H\alpha$ of these galaxies, obtained by ourselves, calculating the kinematic (virial) and dynamic masses (rotational curve).

We have measured the velocity dispersion in each galaxy, assuming that speed dispersion originated from the gravitational well and that the effect of turbulence is negligible. With this rate of dispersion and by the virial theorem, we have calculated the virial mass.

We have calculated, also, the rotational speed in each galaxy along the long slit of the spectrograph and these speed have been used for the rotational curve (inclination corrected) in galaxies with a general velocity field. With these data we calculated the dynamical mass.

Stellar masses, calculated in 2003 (Pablo Perez-Gonzalez. 2003. Thesis) by stellar populations modeling techniques, have been updated by the initial mass function (IMF) Salpeter and Chabrier IMF, for this work .

We compared the virial and dynamical masses with stellar masses and calculated correlations, obtaining an estimate of any of them when we have the other in different z explorations.

Conclusion: We have complemented the study of the properties of UCM galaxies shows addressing the study of the dynamical masses by rotational curves, and virial masses (internal kinematics). This work provides a link between virial mass and the stellar mass. We have obtained an applicable calibration for future exploration of galaxies at higher z and we can estimate the stellar mass from spectroscopic measurement of the velocity dispersion, or, virial mass from the stellar mass measurement.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Antecedentes

La Astrofísica, como muchas otras ramas de la Ciencia trata de encontrar respuestas a cuestiones referentes al origen y evolución del tema al que se refiera. En nuestro caso al origen y evolución del Universo como un todo.

Para ello, uno de los temas fundamentales es estudiar el origen y evolución de las galaxias a través del tiempo hasta la época actual donde observamos en nuestro entorno galaxias de diferentes tipos morfológicos como espirales, elípticas, irregulares, etc.

Esto ha requerido que, en la historia de la Astrofísica, se hayan invertido importantes recursos humanos y económicos en un esfuerzo progresivo que ha necesitado cada vez más medios a medida que el desarrollo de la sociedad así lo ha permitido.

Durante siglos la humanidad ha tenido que conformarse con sus observaciones del cielo a ojo desnudo con las limitaciones que ello conlleva y no fue hasta que Galileo, utilizando un rudimentario telescopio, publicó en su obra “Sidereus Nuncius” (Galileo Galilei, Venecia. 1610) su idea de que la nube que rodea todo el cielo está formada por incontables estrellas, aunque en aquel momento demasiado pequeñas para ser identificadas individualmente.

A pesar de que el francés Charles Messier señaló en 1771 la existencia de numerosas nubecillas borrosas de luz (nebulosas) en su famoso “*Catalogue des Nébuleuses et des amas d'Étoiles, que l'on découvre parmi les Étoiles fixes sur l'horizon de Paris*” (Paris, 1774-1781), no fue hasta los primeros años del siglo XX cuando, gracias a la construcción de los grandes telescopios reflectores en los Estados Unidos, se empezaron a observar estructuras en algunas de esas nebulosas. Concretamente el telescopio de 2,54 m de Monte Wilson, inaugurado en 1918, cambió la percepción que se tenía de dichas “nebulosas”. En esa época, Shapley y Curtis, desde el Observatorio

Lick, entablaron un debate del que se dedujo que estas nebulosas eran estructuras independientes (galaxias). Fue Edwin Hubble en 1923 quien zanjó definitivamente el debate utilizando una placa fotográfica de la Galaxia de Andrómeda con la que demostró que ésta no es una nebulosa cercana sino un “Universo-Isla” lejano, mediante el hallazgo en ella de numerosas estrellas variables Cefeidas (*Observational Approach to Cosmology* y *The Realm of the Nebulae* 1936).

Fue Hubble también quien, en 1929, mediante la correlación entre las distancias de las galaxias y el desplazamiento al rojo de su espectro, estableció la famosa Ley de Hubble debida a la velocidad de recesión, aunque parece demostrado que se debe a Georges Lemaître el honor del descubrimiento y demostración de la expansión del Universo. También fue Hubble quien, a partir de 1926, elaboró el famoso diagrama de diapason de las galaxias (*The Realm of the Nebulae*, 1936) mediante una serie de observaciones fotográficas tomadas desde el telescopio de Monte Wilson. Desde entonces, en Astrofísica Extragaláctica, son numerosísimos los trabajos de estudio de las galaxias, tanto desde el punto de vista morfológico como espectroscópico.

Según se han ido desarrollando las técnicas necesarias para el estudio de las galaxias en las diferentes regiones del espectro, visible, radio, infrarrojo, ultravioleta o altas energías, como rayos-X y gamma, se han podido estudiar las propiedades de las galaxias desde los procesos más tranquilos hasta los más violentos, en las mayores áreas posible del cielo y de los objetos más débiles y/o lejanos.

Con objeto de estudiar el origen, formación y evolución de las galaxias, las numerosas exploraciones obtenidas desde los diferentes observatorios han permitido, y lo siguen haciendo, determinar todos los parámetros importantes tales como la morfología, poblaciones estelares, masa, luminosidad, metalicidad, tasa de formación estelar, etc.

1.2. Las masas de las galaxias

Uno de los parámetros fundamentales que gobiernan la evolución de una galaxia no es su luminosidad, sino su masa. La luminosidad, pese a ser el observable fundamental, es una propiedad que puede variar rápidamente en una galaxia lo largo de su evolución. Sin embargo, la masa es una propiedad difícil de cambiar y que nos permite comparar muestras de galaxias a diferentes desplazamientos al rojo. Si queremos conocer las propiedades de las galaxias con formación estelar del universo local y utilizarlas como referencia para otros estudios, es fundamental que conozcamos lo mejor posible las masas de las galaxias que componen la muestra. Por lo tanto cualquier estudio para obtener la masa de las galaxias es considerado fundamental.

Varios autores han analizado la masa de las galaxias de la exploración UCM. Por ejemplo Pérez-González et al. (2003) llevó a cabo un estudio de las masas estelares

mediante fotometría. En este trabajo se han obtenido masas dinámicas mediante el análisis de observaciones espectroscópicas. La técnica usual consiste en analizar la curva de rotación que se obtiene tras la observación espectroscópica con rendija larga. Cuando en estos estudios obtenemos espectros de galaxias muy lejanas, usualmente la rendija del espectroscopio cubre el objeto enteramente. En este caso no es posible obtener una curva de rotación y usamos la velocidad de dispersión como una alternativa para tener una idea de la cinemática del sistema. Esta velocidad de dispersión se obtiene asumiendo que la anchura de la línea estudiada es debida principalmente al pozo de potencial gravitatorio sobre el material que emite nuestra línea de interés.

Hay que tener en cuenta que el uso de la velocidad de dispersión de las líneas de emisión para estimar el potencial gravitatorio en las galaxias con formación estelar, es controvertido. Este tema ha sido estudiado por muchos investigadores que consideran injustificado su uso, pero diferentes autores han encontrado una buena relación entre la dispersión de velocidades de las líneas de emisión y la estimación de la masa del objeto. Véase, por ejemplo, Barton Gillespie et al. (2002) y Metevier (2003).

1.3. Masas estelares

Haciendo uso de los modelos de poblaciones estelares y utilizando fotometría multibanda se han inferido las masas estelares de galaxias mediante ajuste de los modelos a las distribuciones espectrales de energía (SED, de sus siglas en inglés *Spectral Energy Distribution*) Pérez-González et al. (2003). Este método exitoso se ha aplicado a galaxias a muy diversos desplazamientos al rojo utilizando las observaciones tanto de observatorios terrestres como de telescopios en órbita para las bandas fotométricas no accesibles desde tierra.

La técnica de modelado de poblaciones estelares proporciona valores de la razón masa-luminosidad en todas las bandas fotométricas. Dado que el filtro K es el que traza de manera más fiable la población evolucionada, dominante en una fracción importante de las galaxias, y que también es el filtro que menos está afectado por la extinción interna de la galaxia, se utiliza la razón masa-luminosidad en K (M/LK) para calcular la masa estelar total de cada galaxia. Se comprueba que el cálculo de la razón masa-luminosidad es consistente en el sentido de que las masas obtenidas con las luminosidades en las distintas bandas fotométricas son muy similares, salvo efectos derivados de la extinción.

Definiendo la función inicial de masas (IMF de sus siglas en inglés *Initial Mass Function*) como el número de estrellas que hay en cada intervalo de masas, o sea el espectro de masas, el modelado de poblaciones estelares asume una relación M/LK para la población subyacente de las galaxias que depende del tipo morfológico y de dicha Función Inicial de Masas (IMF) y es igual a los valores observados para espirales

normales quiescentes. Tradicionalmente se ha asumido que la razón masa-luminosidad en el Infrarrojo Cercano (nIR, de sus siglas en inglés *Near InfraRed*) (y especialmente en la banda K) es independiente de la población estelar y de la historia de la formación estelar de las galaxias, es decir, que la razón masa-luminosidad es constante. Sin embargo, es factible suponer que esta razón debe decrecer en alguna medida cuando se produce un brote de formación estelar en el seno de una población más evolucionada. Obviamente, la magnitud de este cambio debe depender de la fuerza de brote y de la edad de las estrellas recientemente formadas.

Los modelos indican que para un brote típico con una edad de 5 Ma (Mega años) y una fuerza de brote del 10 %, teniendo lugar en una galaxia de tipo Sb, la razón masa-luminosidad puede decrecer en un factor ~ 2 (dependiendo de los parámetros seleccionados a priori). Este efecto ya ha sido recalcado recientemente por otros autores, como Kruger et al. (1995) y Bell & de Jong (2001) que demuestran que un brote como el mencionado contribuiría con casi la mitad de la luminosidad en la banda K. Por lo tanto, la estimación de la masa estelar de una galaxia a partir de la luminosidad en K debe incluir un estudio de la historia de la formación estelar del objeto que proporcione una razón masa-luminosidad precisa.

A diferencia de un modelo simple con una sólo población estelar, el método usualmente empleado tiene en cuenta tanto los efectos de las diferentes poblaciones subyacentes con las que cuenta cada galaxia como la influencia del brote reciente de formación estelar, proporcionando razones masa-luminosidad en el nIR (también en el óptico) que nos sirven para calcular la masa estelar total.

Dado que el cálculo robusto de razones masa-luminosidad, incluso en el nIR, requiere un análisis detallado de las propiedades de las poblaciones estelares de cada galaxia en particular, es importante comprobar las posibles correlaciones entre la M/LK y otros parámetros observacionales. Los colores usando fotometría de banda ancha son una primera elección obvia ya que son fáciles de obtener observacionalmente y además muestrean las propiedades de la población estelar integrada de una galaxia. Así, por ejemplo, Moriondo et al. (1998) usan colores B-H para parametrizar M/LK , en Brinchmann & Ellis (2000) se utilizan también colores ópticos-nIR, y Bell & de Jong (2001) emplean el color B-R.

La correlación entre las masas estelares y la función masa-luminosidad M/LK ha sido estudiada extensamente. Por ejemplo en el trabajo de C. Li & S. White (2009), “*Autocorrelations of stellar light and mass in the low-redshift Universe*” se estudia la autocorrelación de masas estelares de galaxias morfológicamente análogas, mostrando que cuando la luminosidad estelar es menos fuerte en todas las bandas y a todas las escalas, la relación de la masa estelar y la luminosidad, proporciona una precisa caracterización de la bien conocida dependencia de la población estelar con el entorno.

Las masas estelares de las galaxias UCM han sido calculadas en la tesis doctoral de Pablo Pérez-González (UCM, 2003), a partir de los valores de M/LK proporcionados por los modelos y las magnitudes absolutas en K, corregidas de extinción interna y Galáctica, por medio de los decrementos de Balmer. Se ha aplicado el método de síntesis de poblaciones con observaciones fotométricas en los filtros B de Johnson y r de Gunn y las bandas fotométricas del nIR J y K y se detalla en el apartado 2.6.

Durante los últimos años se han realizado varios catálogos muy precisos que mejoran significativamente la calidad y cantidad de los datos disponibles, por lo que se han utilizado para calcular nuevamente las masas estelares para este trabajo siguiendo el método empleado en Pérez-González (2003). Véase la sección 2.6.

1.4. Masas dinámicas

Para el estudio las masas dinámicas, sabemos que la dinámica estelar y su cinemática están directamente relacionadas con la estructura de la galaxia, de manera que ésta se puede estimar a partir de los movimientos de sus miembros.

Partimos de la base de que la galaxia tiene una estructura espiral y que hay equilibrio y simetría axial. Verdaderamente los brazos espirales no muestran tal simetría, pero éstos están principalmente formados por estrellas jóvenes y brillantes y gas, que sólo son un tanto por ciento pequeño de la masa total de la galaxia, de manera que podemos suponer, que la mayor parte de la galaxia, formada por estrellas viejas presenta, en principio, simetría axial y que están actualmente en equilibrio.

Las estrellas se forman en los brazos espirales y el movimiento de estos brazos está determinado por la dinámica del gas interestelar original. Con la consideración inicial de que hay equilibrio dinámico, suponemos que las estrellas y el gas se mueven en un campo gravitatorio producido por el contenido total de la galaxia: estrellas, gas y polvo. Asumiendo este modelo simplificado es como calculamos las masas de las galaxias a partir de las velocidades de rotación y de las dispersiones de velocidades de las estrellas de cada galaxia. En este trabajo calculamos las velocidades de rotación de la galaxia y dispersión de velocidades a partir de observaciones de líneas de emisión en $H\alpha$ originadas en el gas y uno de los objetivos es demostrar que es un método válido. Numeros trabajos se han realizado en este sentido y se referencian mas adelante en esta sección.

Las curvas de rotación de las galaxias espirales se construyen tradicionalmente midiendo el desplazamiento Doppler de las líneas de emisión medidas en espectros de rendija larga. Las diferentes regiones HII que se encuentran a lo largo de la rendija proporcionan espectros ópticos con múltiples líneas de emisión. Normalmente para mejorar la resolución en velocidad se utilizan espectros de resolución espectral media o alta en la región espectral de $H\alpha$. Con una adecuada calibración en longitud de onda se

miden los desplazamientos Doppler de las regiones emisoras a diferentes distancias galactocéntricas. Con estas diferencias en velocidad frente a la velocidad de recesión de la galaxia observada (velocidad sistémica) se construye la curva de rotación. Como resultado general se obtiene que la Velocidad de Rotación, $V(R)$, aumenta rápidamente con la distancia al centro galáctico y luego se mantiene aproximadamente constante hasta largas distancias, mayores que los diámetros ópticos. La pendiente de crecimiento y el valor al que finalmente la velocidad se mantiene constante, dependen del tipo de la galaxia siendo mayores para galaxias de tipo temprano y menores en las galaxias de tipo tardío.

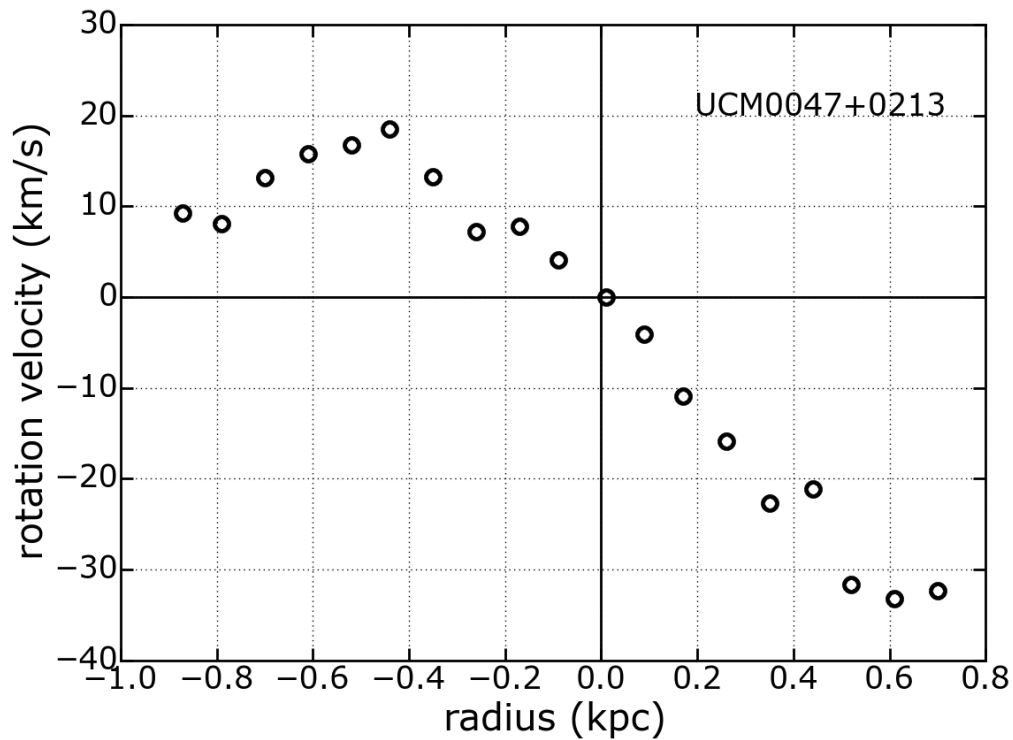


Figura 1.1. Curva de rotación obtenida para la galaxia UCM0047+0213 que sirve de ejemplo.

Es fácil construir las curvas de rotación de las galaxias espirales a partir de observaciones espectroscópicas en el óptico que es el método empleado en este trabajo o en radio donde se obtienen los desplazamientos Doppler de la línea de 21 cm del hidrogeno neutro. Se conocen miles de curvas de rotación de galaxias espirales. Persic, Salucci & Steel (1996) observaron 1100 espirales con HI 21cm obteniendo la curva de rotación de cada una de ellas. Estas curvas las normalizaron y obtuvieron una expresión empírica que ajustaba a todas ellas. A esta expresión la llamaron curva de rotación universal puesto que describía todas las curvas con un único parámetro, la luminosidad de la galaxia $V(R)=f(LB)$.

Las curvas de rotación en HI 21cm muestrean las nubes de hidrógeno neutro que se encuentran a distancias mayores que el disco óptico. Además las observaciones se ven favorecidas por la baja extinción interestelar en estas frecuencias. En el dominio radio se pueden construir también curvas de rotación con observaciones en CO que muestrean el gas molecular confinado en las galaxias espirales. Las observaciones en H α permiten una mayor resolución espectral para obtener curvas que son mucho más detalladas y útiles para las partes internas de los discos donde la velocidad aumenta mucho más rápidamente de lo que parecía en las curvas de HI, pero sigue habiendo un aumento hasta llegar a una zona casi plana.

Se comentan a continuación algunos de los numerosos trabajos que se han realizado en diferentes exploraciones de galaxias y a distintos desplazamientos al rojo, para comparar las masas gravitacionales obtenidas mediante HI 21cm y con H α , así como para comparar las masas estelares y gravitacionales que son relevantes al estudio que nos ocupa. Esta revisión sirve para poner en contexto y relacionar nuestro estudio con otros realizados por otros grupos de investigación, así como para considerar la extensión del mismo.

- Pisano et al. (2001) en “*The Gas Content And Kinematics Of Nearby Blue Compact Galaxies: Implications For Studies At Intermediate And High Redshift*”. Realiza un estudio de las masas dinámicas y el contenido de gas de 11 galaxias de la muestra UCM mediante espectroscopía en 21 cm con el radiotelescopio de Arecibo. La finalidad es ver la fiabilidad de la estimación de masas derivada del uso de las líneas de emisión en el óptico, en particular de las galaxias compactas azules con formación estelar en desplazamientos al rojo intermedios ($0,1 < z < 1$). Encuentran que la relación entre líneas de emisión de HII y HI 21cm, $\mathcal{R} = W_{20}(\text{HII})/W_{20}(\text{HI})$ es sistemáticamente menor que la unidad con un valor medio de $\mathcal{R} = 0,66 \pm 0,16$. La explicación es que el gas ionizado está más concentrado en el centro que el gas neutro dentro del potencial gravitatorio por lo que hay que corregir por este factor para las masas y que sea consistente también con la relación Tully-Fisher.
- Metevier, Anne Julie. (2003, PhD.Thesis), “*The Evolving Galaxy Population of Cluster CL0024+1654*”, investiga la cinemática bidimensional de una muestra de 15 miembros del clúster CL0024+1654 a través del análisis de las curvas de rotación. Se estudia la morfología, el color, las estructuras, los tipos de espectros y la cinemática, que evolucionan por complicados procesos a los que afectan las interacciones de marea.
- Swaters, R. et al. (2009) en “*The rotation curves shapes of late type dwarf galaxies*”, encuentra que en las galaxias espirales e incluso en las regiones centrales de las galaxias enanas de tipo tardío, el perfil de la distribución central de la luz y el aumento de la curva de rotación están relacionadas. Esto implica que las galaxias con

fuertes concentraciones centrales de luminosidad también tienen mayor densidad central de masa y ello sugiere que la masa luminosa domina el potencial gravitatorio en las regiones centrales incluso en las galaxias enanas de bajo brillo superficial.

- Salucci, P. (2010) en su estudio “*The Mass Distribution In Spiral Galaxies*”, mediante una multitud de observaciones, ha desvelado propiedades estructurales de la distribución de masas oscuras y luminosas en galaxias espirales. Esto ha ayudado en un escenario no fácilmente explicado por las teorías actuales de formación de las galaxias. La investigación de objetos individuales y otros en interacción ha mostrado que las curvas de rotación espirales van desde sus centros hacia fuera y su radios viriales según un Perfil Universal (URC, de sus siglas en inglés *Universal Curve Rotation*) que va desde una combinación del disco estelar y del halo oscuro. Concluye que la importancia de los componentes tardíos decrece con la masa de las galaxias. En objetos individuales, por otra parte, ha revelado claramente que los halos oscuros acompañando a los discos luminosos tienen una densidad constante. Este escenario observacional resultante es importante y favorece a las teorías cosmológicas Λ CDM.
- Lemoine-Busserolle, M. et al. (2009) en “*2D Kinematics And Physical Properties Of Z3 Star Forming Galaxies*”, presenta los resultados de un estudio de la estructura cinemática de las galaxias con formación estelar a desplazamiento al rojo $z \sim 3$ seleccionado en el VVDS (de sus siglas en inglés *VIMOS-VLT Deep Survey*), utilizando espectroscopía de campo integral de líneas ópticas de emisión nebular, en combinación con la espectroscopia UV en reposo, óptico, nIR y fotometría Spitzer. Descubrieron que la galaxia cercana, VVDS-020297772 (que muestra los rastros de la actividad AGN), es de hecho una compañera a un corrimiento al rojo similar con otra proyectada separada 12 kpc. En contraste, el campo de velocidad de VVDS-020335183 parece más consistente con una fusión en un disco giratorio. Sin embargo, todos los objetos tienen una alta dispersión de velocidades local ($\sigma \sim 60-70$ km/s), lo que da un cociente $v/\sigma \leq 1$. Es poco probable que estas galaxias sean un disco giratorio dinámicamente frío de gas ionizado.
- Lagattuta, D. et al. (2010) en “*Cosmic Evolution Of Virial And Stellar Mass In Massive Early-Type Galaxies*”, miden las propiedades medias de la masa de una muestra de 41 lentes gravitacionales fuertes a desplazamiento al rojo moderado $0.4 < z < 0.9$ y determinan el desplazamiento al rojo de seis de estas galaxias por primera vez. Usando una muestra de lentes fuertes, han sido capaces de establecer la relación $M_{\text{vir}}/M_{\text{est}}(z)$ sin hacer asunción acerca de la función inicial de masa IMF de la población estelar.
- Lemoine-Busserolle, M. & Lamareille, F. (2009) en “*2D Kinematics and physical properties of 1 to $z \sim 1.5$ star-forming galaxies*”, combina la información cinemática y morfológica bidimensional de la emisión en $H\alpha$, usando espectroscopía de campo

integral de infrarrojo cercano, con fotometría de banda ancha para investigar la estructura dinámica y las propiedades físicas de una muestra de 10 galaxias tipo tardío con desplazamientos al rojo en el intervalo $1 < z < 1.5$. Las galaxias de esta muestra tienen una población estelar relativamente joven de menos de 1.5 Ga, deduciendo que aquellas que tienen un disco estable podrán, probablemente, tener una masa estelar final similar a las espirales actuales por lo tanto estos sistemas pueden ser sus precursores.

- Eymeren, J. et al. (2010) en “*A Kinematic Study Of The Neutral And Ionised Gas*”, encuentran que las envueltas de gases HI de IC 4662 y NGC 5408 se extienden mucho más allá de los discos ópticos, con relación de diámetros ópticos de HI por encima de cuatro. El disco óptico se incrusta en el máximo HI central en ambas galaxias. Sin embargo, una resolución más alta de mapas HI 21cm muestran que los picos de intensidad HI 21cm suelen estar fuera de las regiones HII. Mientras que NGC5408 muestra un campo de velocidad HI bastante regular, lo que nos permite derivar una curva de rotación, IC 4662 revela un campo de velocidad HI bien formado, posiblemente causada por un evento de fusión reciente. Detectan flujos con velocidades entre 20 y 60 km/s en el espectro H α de ambas galaxias, a veces con contrapartes HI de velocidad similar. Se sugiere la existencia de superburbujas en expansión, sobre todo en NGC 5408. Esto también es apoyado por la detección de anchuras a media altura de hasta FWHM=70 km/s en H α , que no puede ser explicado sólo como anchura térmica. En el caso de NGC 5408, compara los resultados con la velocidad de escape de la galaxia, lo que demuestra que las velocidades de expansión medidos son en todos los casos demasiado bajos para permitir que el gas se escape del potencial gravitatoria de NGC 5408. Este resultado es consistente con estudios de otras galaxias enanas.
- Taylor, Edward N. et al. (2010) en “*On The Masses Of Galaxies In The Local Universe*”, comparan las masas estimadas, estelar (aquí M^*), y la masa dinámica (aquí M_d), para una muestra de galaxias del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) bajo la asunción de homología dinámica (es decir, que la masa dinámica se puede calcular como $M_d \sim \sigma_0^2 R_e$ donde σ_0 es la dispersión de velocidades central y R_e el radio efectivo), encuentran una ajustada pero fuerte relación no lineal entre las dos masas estimadas: el mejor ajuste de la relación es $M^* \propto M_d^{0.73}$ con una dispersión observada de 0.15 dex. Han encontrado que, a M^* fija, la relación M^*/M_d depende fuertemente de la estructura de la Galaxia cómo está parametrizado por el índice de Sérsic, n . El muy buen acuerdo entre la masa estelar y la masa dinámica, corregida de estructura, sugiere fuertemente, pero no es prueba definitiva, que (a) las galaxias no homólogas tienen un mayor impacto en la masa dinámica estimada y (b) no hay una desviación sistemática fuerte en la relación masa estelar-luminosidad derivada de la dispersión espectral de energía (SED) óptica, de banda ancha. Por tanto, aceptando la validez de ambas estimaciones de masa estelar y dinámica, el resultado sugiere

que la relación de masa–luminosidad tiene una dependencia de la masa relativamente débil pero una muy pequeña dispersión a masa fija. En este trabajo, Taylor y colaboradores llaman masa dinámica a lo que nosotros llamamos masa virial calculada a partir de σ y R_e .

- Torres-Flores, S. et al. (2011) en “*GHASP an H α kinematic survey of spiral and irregular galaxies*” presenta que la principal ventaja de GHASP (*Gassendi H α survey of SPirals*) sobre otras muestras es que las máximas velocidades de rotación se estimaron a partir campos de velocidad 2D, evitando suposiciones sobre el ángulo de inclinación y la posición de las galaxias. Debido a los criterios de selección bien definidos y la homogeneidad del análisis de datos, la relación Tully -Fisher para las galaxias GHASP pueden ser utilizados como una referencia para el estudio de esta relación en otros entornos y con corrimientos al rojo superiores.
- Sofue, Y. (2011) en “*Accuracy Diagrams for the Galactic Rotation Curve and Kinematical Distances*”, describe los métodos para determinar la curva de rotación galáctica y las distancias cinemáticas de velocidades radiales y movimientos propios, lo que ha permitido construir "diagramas de precisión" para mostrar las distribuciones en el plano galáctico de incertidumbres esperadas en las cantidades calculadas como por ejemplo las velocidades de rotación y las distancias cinemáticas. Los posibles errores sistemáticos, movimientos no circulares de la barra, brazos espirales, movimientos aleatorios, efectos de marea de las galaxias compañeras, etc., se superponen en la curva de rotación. Tales efectos causan errores sistemáticos en las cantidades determinadas, y afectan al análisis de errores.

Por otra parte, la asimetría que se aprecia claramente en los espectros y curvas de rotación de nuestra muestra tal y como se ve en las figuras de cada una de las fichas de las galaxias en el anexo A y se menciona en el punto 4.1 de esta memoria (Curvas de rotación), han sido estudiadas por otros autores entre los que mencionamos:

- Eymeren, J. et al. (2011) en “*Lopsidedness in WHISP galaxies 2. II. Morphological lopsidedness*”, estudia que la distribución de las estrellas y el gas en muchas galaxias es asimétrica. Se espera que este llamado desequilibrio afecte significativamente la dinámica y la evolución del disco, incluyendo la actividad de formación de estrellas. Encuentran que las galaxias de tipo temprano tienden a ser más, morfológicamente, desequilibradas que las galaxias de tipo tardío. Ambos resultados juntos indican un origen en las mareas para el desequilibrio.
- Eymeren, J. et al. (2011) en “*Lopsidedness in WHISP galaxies Rotation curves and kinematic lopsidedness*”, estima que el desequilibrio observado con frecuencia de la distribución de las estrellas y el gas en las galaxias de disco todavía se considera como un problema importante en la dinámica de galaxias. Los datos HI nos permiten seguir la morfología y la cinemática a muy grandes radios. En este trabajo se presentan las curvas de rotación y estudian la asimetría cinemática. El desequilibrio

cinemático se mide desde las velocidades máximas de rotación, como media de la meseta de las curvas de rotación, encontrando que el valor medio del parámetro de perturbación que denota el potencial desequilibrador, como se obtiene a partir de los datos cinemáticos, es 0.056. El 36 % de todas las galaxias de la muestra están globalmente desequilibrados, y se puede interpretar la distorsión como la respuesta del disco a un encuentro por el efecto de marea.

- Neumayer, N. et al. (2011) en “*Two-dimensional H α kinematics of bulgeless disk galaxies*”, estudia los campos de velocidad bidimensionales H α de 20 galaxias espirales de tipos tardíos, dominadas por disco. Es la muestra más grande hasta la fecha, con alta resolución de campos de velocidad H α para discos (galaxias “*bulgeless*”). A partir de estos datos se derivan las curvas de rotación y la localización de los centros cinemáticos, y se deduce que la fricción dinámica en los centros de las galaxias “*bulgeless*” debe ser muy eficaz en la cinemática central de cúmulos masivos.
- Zasov, A. et al. (2012) en “*Kinematics and Stellar Disk Modeling of Lenticular Galaxies*”, obtuvieron las distribuciones radiales, las velocidades en la línea visual y las dispersiones de velocidades radiales de las estrellas y el gas ionizado así como las curvas de rotación de las galaxias. El calentamiento dinámico del disco está presente en un gran número de galaxias de disco de tipo temprano, y parece derivarse de los efectos externos. Las estimaciones de la masa del disco y la masa relativa del halo oscuro se dan para siete galaxias observadas
- Li, Cheng et al. (2012) “*Stellar Mass Versus Stellar Velocity Dispersion_Which Is Better For Linking Galaxies To Their Dark Matter Halos*”. Se sugirió recientemente que, en comparación con su masa estelar (aquí M^*), la dispersión de velocidad estelar central (σ) de una galaxia podría ser un mejor indicador de su halo de material oscuro. En este artículo se pone a prueba esta hipótesis mediante la estimación de la masa del halo de materia oscura de las galaxias centrales en cúmulos en función de M^* y σ . Concluyendo que la Masa Estelar de la galaxia central del grupo es un buen indicador del halo de materia oscura. Por otra parte según Wake et al. (2012), puede atribuirse esto a las galaxias satélite, por las cuales el efecto de las mareas que ocurren dentro de los halos tiene un efecto más fuerte en la masa estelar que en la dispersión de velocidades

Los cálculos de la dispersión de velocidades y la masa virial se han utilizado para determinar la distribución de la materia oscura, como el trabajo de Johnson, M. et al. (2012), en “*The Stellar and Gas Kinematics of the LITTLE THINGS Dwarf Irregular Galaxy NGC 1569*”. Las mediciones actuales de la dispersión de velocidades en NGC 1569, una galaxia enana irregular, junto con la medida de la velocidad máxima de rotación derivada de observaciones de HI, V_{\max} , da una medida de la cinemática caliente de la galaxia y es, por tanto, indicativa de su estructura. Este modelo de masas

muestra que las estrellas dominan el potencial gravitatorio en el interior de la galaxia hasta un radio de 1 kpc. La masa dinámica de NGC 1569, derivada de V_{\max} , muestra que el disco puede ser deficiente de materia oscura en la región interior, en comparación a la masa virial esperada, determinada a partir de técnicas de ajuste de la abundancia del halo. El perfil de materia oscura parece estar de acuerdo con el perfil de masa observada en un radio de 2,2 kpc.

En Zomoru, D. S. et al. (2012) “*The stellar mass structure of massive galaxies from $z=0$ to $z=2.5$ surface density profiles and half-mass radii*” se aborda el estudio y conocimiento de la distribución de masa en las galaxias que es esencial para conocer mejor su estructura, por lo que es objeto de constantes estudios. Pero es difícil de adquirir debido a la compleja distribución espacial de las poblaciones estelares. El advenimiento de los datos a alto z , de alta resolución en un amplio rango de longitudes de onda ofrece una oportunidad sin precedentes para medir las variaciones espaciales en poblaciones estelares y cuantificar sus efectos sobre la distribución de masa-luminosidad. Este tipo de estudio y conocimiento de la distribución de masa en las galaxias es esencial para conocer mejor su estructura

En otros trabajos la dispersión de velocidades y las masas estelares se han determinado para relacionarlas con el color, como en Wake, D. et al. (2012) “*Revealing Velocity Dispersion As The Best Indicator Of A Galaxy’s Color, Compared To Stellar Mass Surface Mass Density Or Morphology*”, donde utilizando los datos de las galaxias cercanas de la Sloan Digital Sky Survey, investigan si la masa estelar (aquí M^*), dispersión de velocidades central (σ), la densidad de masa superficial (Σ), o el parámetro Sersic n , está mejor correlacionado con el color de una galaxia en reposo (*rest-frame*). Es bien sabido que las poblaciones estelares de galaxias en el universo cercano se correlacionan con sus luminosidades y las masas, de manera que las estrellas en las galaxias más masivas son, en promedio, mayores y más ricas en metales (Bower et al 1992; Blanton et al. 2003a; Kauffmann et al 2003). Se determina que los colores de las galaxias dependen más fuertemente de la dispersión de velocidades central (σ) que de M^* , Σ , o n .

El desarrollo tecnológico en el instrumental está permitiendo obtener mucha más y mejor información en el estudio de la cinemática mediante la línea $H\alpha$ y superando la limitación de la rendija única, tal como se detalla en Erroz-Ferrer, S. (2012) “ *$H\alpha$ Kinematics of S 4 G spiral galaxies I NGC 864*”. Se estudia la cinemática de la galaxia espiral aislada NGC 864, a partir de datos $H\alpha$ Fabry-Perot obtenidos con el instrumento GH α FaS en el Telescopio William Herschel en La Palma, se complementa con imágenes a 3,6 μm , en la banda de R y en el filtro $H\alpha$, y datos espectroscópicos de campo integral. Los cubos de datos resultantes y los mapas de velocidad permiten el estudio de la cinemática de la galaxia, incluyendo investigaciones en profundidad de la curva de rotación, mapas de momento de velocidad, mapas de velocidades residuales, mapas de degradado y diagramas posición-velocidad. Encuentran asimetrías en el

campo de velocidades en la zona de la barra, causada por movimientos no circulares, probablemente en respuesta al potencial de la barra. Las curvas de rotación obtenidos a partir de los mapas de velocidad GHαFaS son similares a los obtenidos por Epinat, Amram y Marcelin (2008), ambos utilizando observaciones Hα. Sin embargo, las curvas no cubren todo el disco y la agregación intrínseca ligada a las líneas de emisión del análisis perjudica los resultados obtenidos. Debido a la alta resolución angular y espectral, la nueva curva de rotación muestra un detalle considerable en el radio central 2 kpc.

La proporción entre las masas dinámicas y estelares también se han utilizado para conocer mejor los procesos de la evolución de las galaxias, como Maseda et al. (2013), en “*Confirmation Of Small Dynamical And Stellar Masses For Extreme Emission Line Galaxies at Z=2*”. Las observaciones espectroscópicas con el LBT (*Large Binocular Telescope*) y con el VLT (*Very Large Telescope*) revelan líneas cinemáticamente estrechas (~ 50 km/s) para una muestra de 14 EELGs (*Extreme Emission Line Galaxies*) a corrimientos al rojo en el intervalo $1.4 < z < 2.3$. Estas mediciones implican que el total de masas dinámicas de estos sistemas son bajos ($3 \times 10^9 M_{\odot}$). Las masas dinámicas constituyen las primeras determinaciones en galaxias de baja masa a $z > 1$. La masa estelar formada en esta vigorosa fase de formación estelar representa una gran parte de la masa total (dinámica), sin una población significativamente masiva subyacente de estrellas más viejas. La ocurrencia de este tipo de eventos intensos sugiere fuertemente que los vientos impulsados por supernovas deben tener una importancia fundamental en la evolución posterior de estos sistemas.

Respecto a los estudios sobre comparativa de masas dinámicas basadas en las curvas de rotación (sección 4.1), con las viriales (sección 4.3), también existen trabajos buscando la explicación de la discrepancia entre las masas viriales y las masas estelares en el sentido no esperado de menor valor en las viriales. Tal es el trabajo de Peralta, L. et al. (2015) “*Which galaxy mass estimator can we trust?*” que aborda el problema de que las masas dinámicas de galaxias masivas de alto desplazamiento al rojo, calculadas mediante escalamiento virial, a menudo salen inferior a masas estelares inferidas de ajuste a modelos de población con fotometría multibanda. Comparan las masas dinámicas y estelares para diferentes muestras límites de masa, compacidad y desplazamiento al rojo, incluyendo las que abarca el SDSS. La discrepancia entre las masas dinámicas y estelares se produce tanto en los desplazamientos al rojo altos como bajos, y sistemáticamente se incrementa con la compacidad de la galaxia. Debido a que es poco probable que las masas estelares muestran errores sistemáticos con la compacidad de la galaxia, la discrepancia de masa con la compacidad apunta a errores en las estimaciones de masas dinámicas que asumen homología con elípticas cercanas masivas. Se cuantifican las desviaciones de homología y se propone una escala específica virial de la masa dinámica mediante radio efectivo y la dispersión de velocidades.

Los mismos autores, Peralta, L. et al. (2015) en “*The discrepancy between dynamical and stellar masses in massive compact galaxies traces non-homology*”, encuentran que para muchas galaxias compactas masivas, sus masas dinámicas ($M_{\text{dyn}} = \sigma^2 R_e$) son inferiores a sus masas estelares (aquí M^*). Analizan la discrepancia de masa $M^* / M_{\text{dyn}} > 1$ en una muestra seleccionada de masa estelar de las galaxias de tipo temprano ($\geq 10^{11} M^*$) con desplazamientos al rojo de $z \sim 1.1$. Construyen espectros apilando capas de desplazamiento al rojo, el tamaño y la masa estelar, obteniendo dispersiones de velocidad, e infirieren masas dinámicas utilizando la relación virial $M_{\text{dyn}} = K \sigma^2 R_e / G$ con $K = 5.0$. La muestra se completa con los datos de la literatura, incluyendo objetos individuales hasta $z \sim 2.5$ y una gran muestra de referencia local desde el Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Encuentran que, en todos los desplazamientos al rojo, la discrepancia entre M^* y M_{dyn} crece a medida que las galaxias se apartan de la relación actual entre la masa y el tamaño estelar: En una galaxia más compacta, es más grande su M^*/M_{dyn} . Las incertidumbres actuales en masas estelares no pueden dar cuenta de valores de M^*/M_{dyn} inferiores a 1. Estos resultados sugieren que la hipótesis de homología contenida en la fórmula anterior M_{dyn} no funciona para las galaxias compactas.

La relación Tully-Fisher (TFR) entre la masa estelar y la velocidad de rotación se ha estudiado en numerosos trabajos entre los que destacamos el de Simons, R. et al. (2015) “*Transition Mass in the Local Tully-Fisher Relation*” donde estudian la relación Tully-Fisher para una selección morfológica ciega de galaxias de campo con líneas de emisión en los desplazamientos al rojo $0.1 < z < 0.375$. Los datos cinemáticos (σ_g, V_{rot}) se obtienen a partir de las líneas de emisión en los espectros Keck / DEIMOS y la morfología cuantitativa se determina a partir de las bandas V e I con imágenes del HST (Hubble Space Telescope). Encuentran una masa estelar de transición en la TFR, $\log M^* [M_\odot] = 9$. Por encima de esta masa, casi todas las galaxias están dominadas por la rotación, en promedio, más morfológicamente tipo disco de acuerdo a la morfología cuantitativa, y se encuentran en una TFR relativamente estrecha. Por debajo de esta masa, la TFR tiene una dispersión significativa de la velocidad de rotación baja y las galaxias pueden ser discos dominados por rotación en la TFR o galaxias asimétricas o compactas sin dispersión. Se refieren a esta masa de transición como la “masa de formación del disco”, M_{df} , porque por encima de ella todas las galaxias con formación estelar forman discos (a excepción de un pequeño número de grandes fusiones y sistemas de alta formación estelar), mientras que por debajo de ella una galaxia puede o no pueden formar un disco.

Por último, uno de los últimos trabajos relacionados con la cinemática de las galaxias y muy relacionado con nuestro trabajo de tesis es el presentado por Sedona H. Price en la Reunión Plenaria de la IAU 2015 celebrada en Honolulu, “*The MOSDEF Survey: Masses And Kinematic Structures Of Star-Forming Galaxies At $1.4 < Z < 2.6$* ” (Price, S., 2015) donde aborda una cuestión clave en la evolución de las galaxias sobre

como la masa estelar y de gas y la estructura están construidas con el tiempo. La cinemática interna de las galaxias es una sonda ideal de esta evolución estructural. Las observaciones detalladas de las galaxias locales restringen el estado final de la evolución estructural, pero las observaciones en las épocas anteriores son necesarias para determinar los mecanismos físicos que explican el crecimiento estructural de ambas galaxias con formación estelar y en reposo. Los novedosos espectrógrafos multi-objeto en el Infrarojo Cercano (nIR, de sus siglas en inglés *near Infra Red*) permiten observaciones de grandes muestras de galaxias en el pico de la historia de formación estelar del universo ($z \sim 2$). Examinan el gas y la cinemática estelar en las galaxias a $1,4 \leq z \leq 2,6$ usando mediciones de las líneas de emisión y absorción en los dos primeros semestres de MosDef en combinación con las medidas estructurales de imágenes HST/CANDELS F160W. Además, miden la cinemática estelar tanto en galaxias con formación estelar y en reposo. El uso de estos métodos, permite derivar las masas dinámicas, y las comparan con las masas bariónicas ($M^* + M_{\text{gas}}$) de las galaxias. Se derivan las Masas de gas a partir de las tasas de formación estelar (SFR, de sus siglas en inglés *Star Formation Rate*) que se obtienen de las medidas de $H\alpha$ corregidas de extinción a partir del decremento de Balmer y usando la relación de Kennicutt (1998). Usando esta comparación de masas, acotan la estructura física (es decir, V/σ) de las galaxias para las que no se resuelven la rotación.

1.5. Objetivos del trabajo

Este trabajo se enmarca dentro de los análisis de las propiedades de las galaxias del universo local con formación estelar activa tomando como muestra de referencia las galaxias de la Exploración UCM. Se ha abordado el estudio de las masas dinámicas mediante las curvas de rotación, y viriales (cinemática interna) mediante espectroscopía de resolución intermedia en la zona del espectro en torno a la línea $H\alpha$.

Los objetivos de este trabajo de investigación son:

- 1) **Obtener valores fiables de las masas , tanto viriales como dinámicas** usando el mismo método de alta y media resolución espectroscópica que se usa actualmente para galaxias lejanas observadas en exploraciones profundas confirmando la bondad del uso de la línea $H\alpha$.
- 2) **Comparar con las masas estelares** obtenidas mediante el método de comparación con modelos por Pérez González (2003), actualizadas para este trabajo.

- 3) **Obtener una relación entre las masas viriales y las estelares** aplicable a exploraciones de galaxias a diferentes z , donde no se disponga de resolución suficiente y se obtenga la masa estelar mediante modelos de poblaciones estelares y utilizando fotometría multibanda.
- 4) **Obtener una relación entre las masas estelares y la dispersión de velocidades** aplicable a exploraciones de galaxias a diferente z , donde no se disponga de resolución suficiente con el fin de estimar la masa estelar a partir de la medida espectral de la dispersión de velocidades en las líneas de emisión.

A lo largo del presente trabajo se ha asumido una cosmología con $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_m = 0,3$ y $\Omega_\Lambda = 0,7$

Capítulo 2

Muestra de galaxias utilizada

2.1. La Exploración UCM

La exploración de la Universidad Complutense (Exploración UCM) es un proyecto a largo plazo sobre una muestra representativa de la población de galaxias con formación estelar activa en el Universo Local.

La exploración UCM comenzó con una búsqueda, mediante prisma objetivo de gran campo, en el rango espectral desde 6400 Å hasta 6850 Å, de galaxias con formación estelar. Dicha exploración utiliza la línea de emisión de H α como principal criterio de selección (Zamorano et al. 1994, 1996).

Esta exploración fue llevada a cabo mediante el Telescopio Schmidt de 80/120 cm del Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto en Almería. Se utilizaron placas fotográficas con emulsión Kodak IIIaF. La identificación de las líneas de emisión fue llevada a cabo mediante la inspección visual de las placas sobre los 471,4 grados cuadrados que cubre la exploración. Este sistema es capaz de detectar galaxias de baja luminosidad debido a que puede registrar la intensidad de sus líneas de emisión aunque el continuo sea casi imperceptible.

El número de galaxias contenidas en la exploración UCM y candidatas a galaxias con línea de emisión fue de 264, de ellas el 44% sin catalogar previamente. Esto hace una tasa de detección de cerca de 0,6 objetos por grado cuadrado (Zamorano et al. 1994). Un total de 191 de estos objetos fueron confirmados espectroscópicamente por Gallego et al. 1996 (GAL96) como galaxias con líneas de emisión. El corte en longitud de onda de la emulsión fotográfica, limitó el rango del desplazamiento al rojo alcanzado en esta exploración de objetos con línea de emisión en H α por debajo de $z = 0,045 \pm 0,005$. Los estudios realizados (Vitores 1994; Gallego 1995) aseguran que la magnitud límite Gunn-r de la muestra completa es de 16,5, con una detección límite de anchura equivalente en H α de 20 Å aproximadamente. Los detalles de las observaciones,

reducción de datos, validez y accesibilidad de todos los datos se encuentra en Zamorano et al. (1994, 1996).

Los objetivos fundamentales de la exploración UCM eran varios:

- 1) Construir una muestra representativa de las galaxias con formación estelar del universo local para poder estudiar sus propiedades y utilizarla como referencia para estudios a más alto desplazamiento al rojo.
- 2) Estimar la densidad de tasa de formación estelar del universo local.
- 3) Identificar nuevas galaxias con formación estelar intensa como candidatas a galaxias de baja metalicidad.

Por suerte la línea $H\alpha$ es una de las más intensas del espectro de las regiones HII y se encuentra en una región espectral donde los detectores CCD tienen el máximo de su sensibilidad. Esto favorece su observación en galaxias del universo local. Varios grupos han utilizado la línea $H\alpha$ para estimar las SFRs a diferentes desplazamientos al rojo, desde el universo local hasta más allá de $z = 1$ (Gallego et al. 1995; Tresse & Maddox 1998; Glazebrook et al. 1999) empleando para ello muy diferentes métodos de selección de la muestra.

Se entiende entonces que la Exploración UCM seleccionara galaxias con formación estelar activa buscando aquellas que presentaran la línea $H\alpha$ en emisión. Los espectros globales de las galaxias (un espectro para toda la galaxia) presentan la combinación de los espectros de todos sus componentes (estrellas y gas) y la presencia de $H\alpha$ y su anchura equivalente indican la fuerza de los brotes de formación estelar que están teniendo lugar en ella.

2.2. La línea $H\alpha$ como indicador de formación estelar

Las regiones de formación estelar se detectan con facilidad en el óptico ya que las estrellas jóvenes de los primeros tipos espectrales que surgen en los brotes de formación estelar ("*starburst*") ionizan el medio circundante dando lugar a regiones de hidrógeno ionizado (regiones HII) también conocidas como nebulosas gaseosas. El espectro de las regiones HII presenta un continuo nebular débil sobre el que se superponen líneas de emisión intensas que corresponden a las líneas de recombinación del hidrógeno y a los átomos e iones de los metales del medio interestelar. Estas regiones emiten también en el UV debido al espectro de las estrellas masivas que ionizan el medio como se aprecia en la figura 2.1 donde se muestra un espectro típico (Kinney et al. 1996).

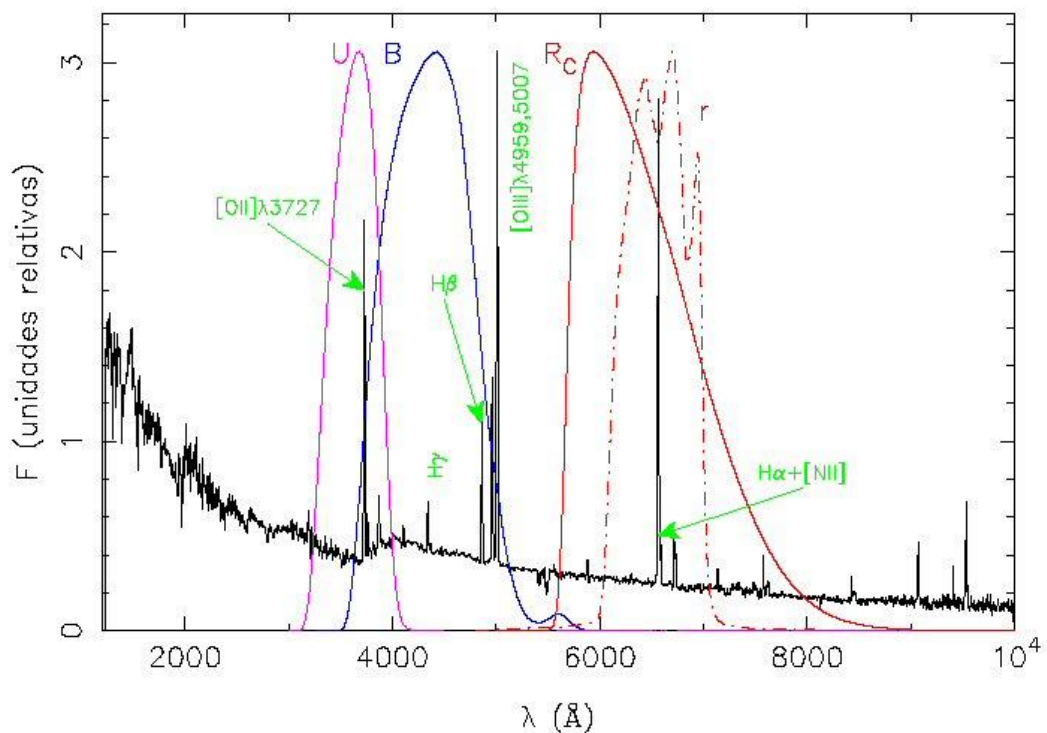


Figura 2.1 Espectro óptico de una galaxia con formación estelar activa con las principales líneas de emisión marcadas. Se superponen las curvas de transmisión de algunas bandas fotométricas.

Sólo los fotones más energéticos que 13,6 eV, equivalente a una longitud de onda menor que 912 Å (fotones Lyman) son los que ionizan el hidrógeno de las nubes de gas atómico que las rodea para formar las regiones HII. Estas nubes de gas ionizado, también contienen otros elementos (aunque en mucha menor proporción) como helio, oxígeno, nitrógeno, azufre, etc., en diferentes grados de ionización. En estas regiones HII, el equilibrio entre la ionización y la recombinación de los diferentes átomos hace que los fotones Lyman sean procesados y se reemitan como radiación a longitudes de onda más largas, correspondientes a las diferentes transiciones entre niveles atómicos, formando líneas de emisión concretas así como un espectro continuo. En el caso del hidrógeno, la transición entre los niveles $n = 2$ y $n = 3$ produce la emisión de un fotón de la serie Balmer. Esta transición es conocida como $H\alpha$ y la longitud de onda del fotón emitido es 6562,8 Å.

La luminosidad de $H\alpha$ está relacionada con la cantidad de estrellas de los primeros tipos espectrales (que son las que emiten en el continuo de Lyman) que están manteniendo la región HII y por lo tanto es un indicador de la tasa de formación estelar (SFR, de sus siglas en inglés "*Star Formation Rate*").

La evolución de la tasa de formación estelar (SFR, del inglés *Star formation Rate*) de galaxias individuales y la historia de la tasa de formación estelar del Universo ha experimentado un considerable progreso en los últimos años. Un gran esfuerzo, tanto teórico como observacional, ha sido llevado a cabo para el estudio de los objetos con formación estelar y su evolución en el tiempo.

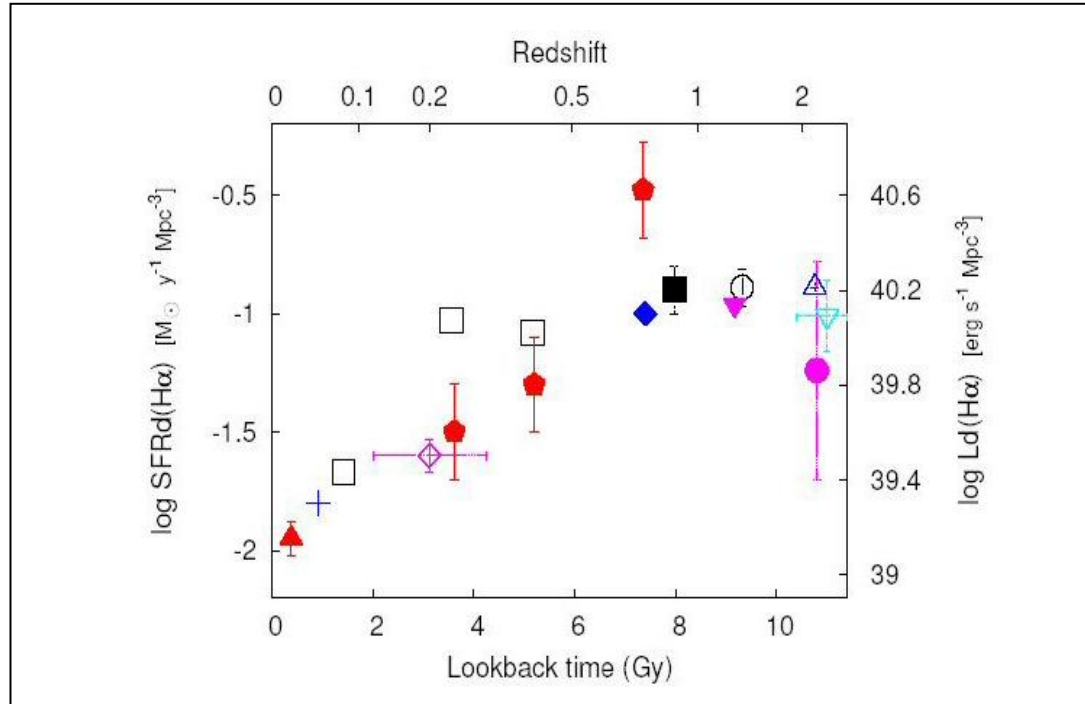


Figura 2.2. Gráfico de Madau (Madau et al. 1996) que incluye la densidad de SFR obtenido a partir de la exploración UCM (Gallego et al. 1995) en el primer punto de la izquierda.

Se han llevado a cabo numerosas campañas de imagen y espectroscopia de galaxias a desplazamientos al rojo altos e intermedios, proporcionando una cantidad ingente de información cuantitativa en este campo (Driver, Windhorst & Griffiths 1995; Lilly et al. 1995, 1998; Steidel et al. 1996; Hammer et al. 1997; Lowenthal et al. 1997; Hu, Cowie & McMahon 1998); Lemoine-Busserolle, M. & Lamareille, F. 2009; Salucci, P. 2010; Sofue, Y. 2011).

Actualmente sabemos que la densidad de SFR del Universo fue un orden de magnitud mayor en el pasado que en la actualidad. Una de las primeras evidencias en este sentido se obtuvo a partir de la exploración UCM (Gallego et al. 1995), resultado seguido rápidamente por muchos otros estudios (Madau et al. 1996, 1998; Connolly et al. 1997, Gallego et al. 2005). Piero Madau incluyó, en el gráfico de la Figura 2.2, los datos de la SFR de varios trabajos, entre ellos el de Gallego et al. 1995.

Otro dato de la SFR a $z=0,24$ fue aportado por el estudio de Sergio Pascual en *Ha emitting galaxies and the star formation rate density at $z \sim 0.24$* . (Pascual et al. 2001. A&A 379, 798)

Estos resultados observacionales parecen estar en buen acuerdo con los modelos teóricos de formación de galaxias (Pei & Fall 1995; Baugh et al. 1998) aunque las razones de porqué la tasa SFR decrece a partir de $z = 2$, es todavía objeto de intenso debate (Barger et al. 1998; Hu et al. 1998; Hughes et al. 1998; Steidel et al. 1999).

Los datos ópticos proporcionan información de la actividad actual de formación estelar, pero son incapaces de dar información de la historia pasada de la formación estelar en las galaxias. Las observaciones de imagen en el infrarrojo cercano son, principalmente, sensibles a las masas de estrellas viejas y por lo tanto proporcionan una medida del pasado integrado de la formación estelar y sus masas estelares totales (Aragón-Salamanca et al. 1993; Alonso-Herrero et al. 1996; Charlot, S. 1998).

De los numerosos trabajos sobre el origen y evolución de las galaxias, merece la pena destacar la revisión presentada por Piero Madau (“Cosmic Star Formation History” P. Madau et al. 2014) donde revisa las diferentes herramientas teóricas y las técnicas complementarias que han seguido los astrónomos para dibujar la historia cósmica de la formación estelar, la producción de elementos pesados y la reionización del Universo desde las “edades oscuras” hasta la época presente, resumiendo que la densidad de tasa de formación estelar fue máxima a 3,5 Gyr aproximadamente después del Big Bang, (es decir a $z \approx 1.9$), y declina después de forma exponencial, con un “*e-folding timescale of*” 3.9 Gyr. La mitad de la tasa estelar observada hoy se formó antes de $z=1,3$. Cerca del 25% se formó antes del máximo de la densidad de tasa de la formación estelar y otro 25% se formó después de $z=0,7$. Menos del 1% de las estrellas actuales se formaron durante la época de reionización a $z>6$.

2.3. Propiedades de las galaxias UCM

La exploración UCM es actualmente una de las más completas muestras de galaxias seleccionadas por su emisión $H\alpha$. Como se ha indicado anteriormente, ha sido utilizada como referencia para otros estudios a alto desplazamiento al rojo (Madau et al. 1998) y proporciona una excelente base de datos para otros detallados estudios.

Algunos de los estudios más significativos de las galaxias de la exploración UCM lo han sido sobre las propiedades fotométricas de dichas galaxias y presentados en varios artículos y trabajos: *Características fotométricas en la banda B de Johnson*, Pérez-González et al. (2000, 2001); *Características fotométricas en la banda r de Gunn*, Vitores et al. (1996 a, b); *Características fotométricas en el infrarrojo cercano*, Alonso-Herrero et al. (1996) y “*Star formation properties of Universidad Complutense de Madrid survey galaxies*”, Gil de Paz et al. (2000).

Con los resultados obtenidos en los trabajos anteriores y con objeto de mostrar las propiedades de la muestra UCM, hemos representado en la figura 2.3, el tamaño r en kiloparsec frente al color $B-V$ así como la anchura equivalente en $H\alpha$ frente a la magnitud absoluta $M(B)$

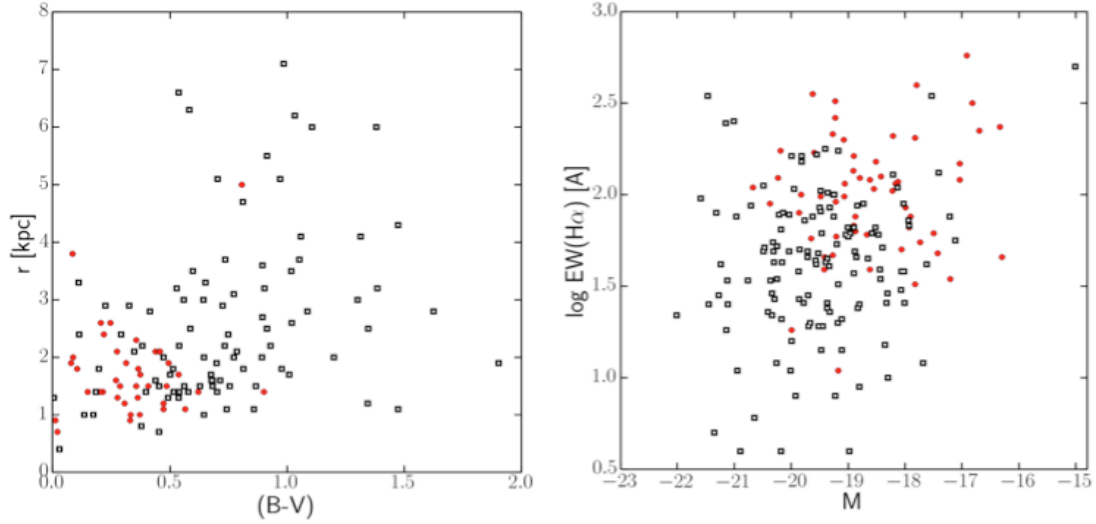


Figura 2.3 Radio efectivo frente al color $(B-V)$ de las galaxias de la exploración UCM (Izda.) y anchura equivalente frente a la magnitud absoluta de la línea $H\alpha$ en banda Johnson B (Dcha.). Se representan con símbolos rojos las galaxias tipo “HII” y las tipo “Disco” con símbolos negros.

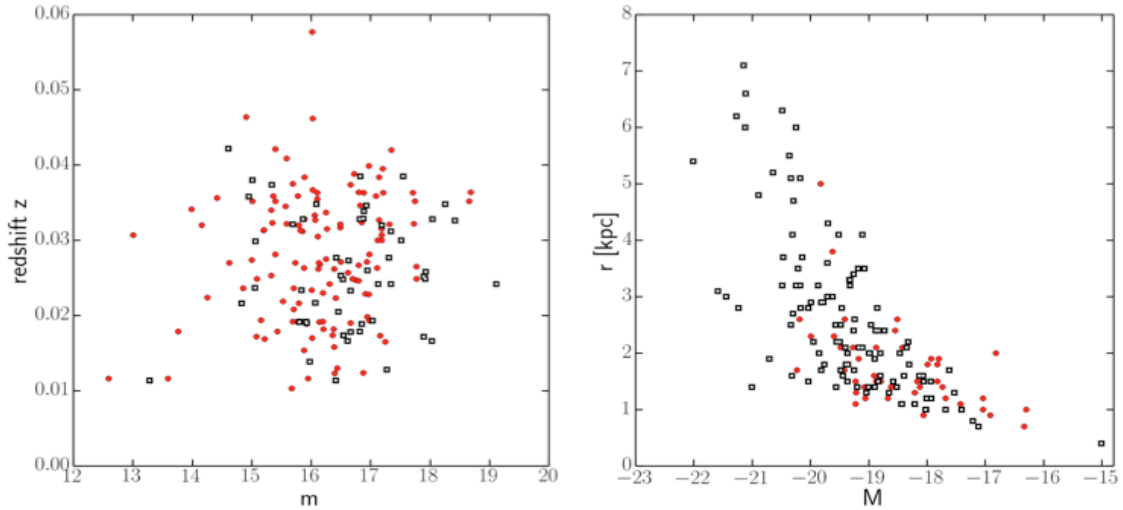


Figura 2.4 Desplazamiento al rojo z frente a la magnitud aparente m de las galaxias de la exploración UCM (Izda.) así como el tamaño r (kpc) frente la magnitud absoluta M en la banda Johnson B (Dcha.). Se representan con símbolos rojos las galaxias tipo “HII” y las tipo “Disco” con símbolos negros.

En la figura 2.4 representamos el desplazamiento al rojo z frente a la magnitud aparente $m(B)$ así como el tamaño $r(kpc)$ frente a la magnitud absoluta $M(B)$. En los

cuatro gráficos distinguimos las galaxias tipo “HII” con símbolos rojos y las tipo “Disco” con símbolos negros.

Asimismo se ha estudiado la emisión en H α a través de las imágenes tomadas con filtro estrecho de 79 galaxias de la muestra UCM en el telescopio *Nordic Optical Telescope* (NOT) del Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma y en el telescopio de 2.2 metros del Observatorio Hispano-Aleman de Calar Alto en Almeria (CAHA), (Pérez González, P. 2003). Estas imágenes se incluyen en las fichas de este trabajo en el Apéndice A.

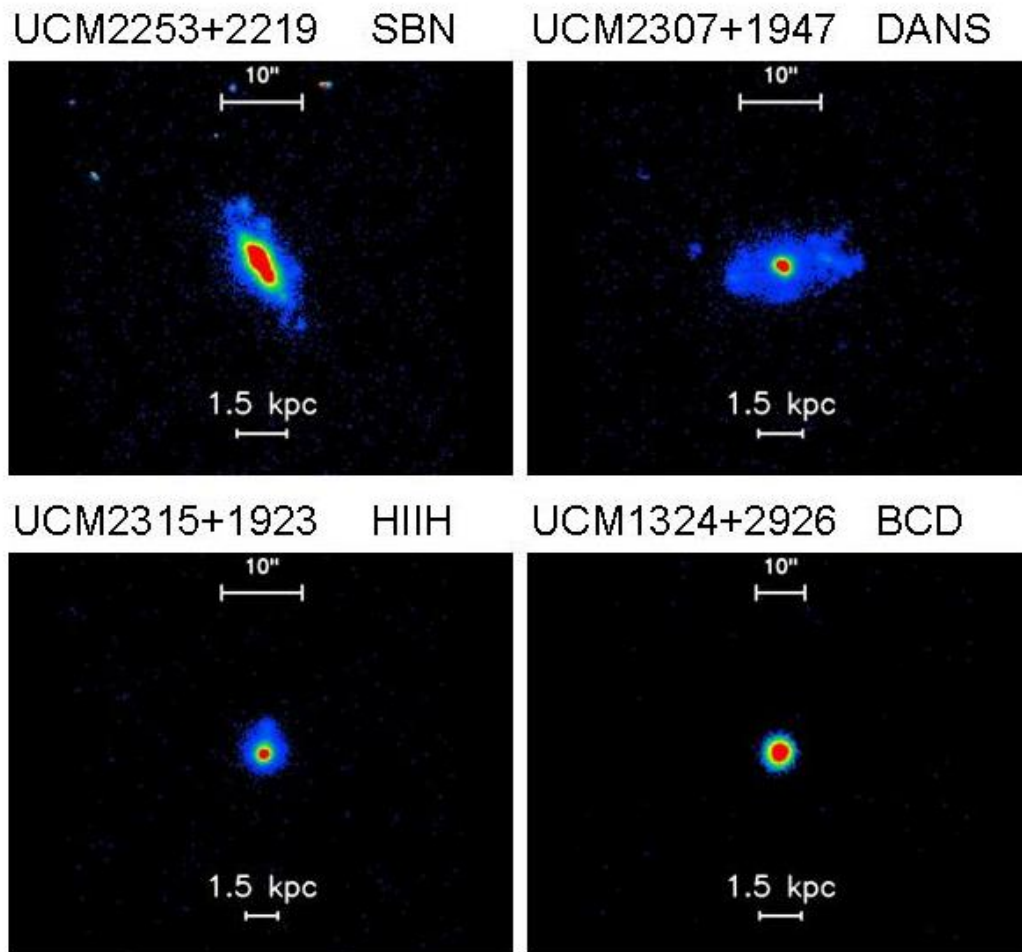


Figura 2.5 Imágenes tomadas con filtro estrecho H α , con el telescopio NOT en el Observatorio del Roque de los Muchachos en la isla de La Palma, de los tipos mencionados en el texto

En la tesis doctoral *Poblaciones estelares en galaxias con formación estelar activa en el Universo Local* (Pérez González, P. 2003) se ha incluido el cálculo de las masas estelares aplicando las técnicas de modelado de estas galaxias con formación estelar activa. Dado que el filtro K es el que traza de manera más fiable la población

evolucionada, dominante en una fracción importante de las galaxias, y que también es el filtro que menos está afectado por la extinción interna de la galaxia, se utiliza la razón masa-luminosidad en K (M/LK) para calcular la masa estelar total de cada galaxia. Los datos obtenidos en dicha tesis han sido actualizados, tal como se verá en el apartado 2.6, y son los utilizados para comparar con los del presente trabajo.

Las propiedades espectroscópicas de la muestra UCM fueron presentadas en Gallego et al. (1995, 1996, 1997) y algunas de estas galaxias han sido estudiadas haciendo uso de espectroscopia de campo integral (Díaz et al. 2004). Las propiedades en las bandas U y Ultravioleta GALEX también han sido estudiadas en Díaz, C. (2005).

2.4. Parámetros de las galaxias UCM

Toda la información de trabajos previos de caracterización de las galaxias UCM se encuentra en las tesis y artículos mencionados y en tablas electrónicas que pueden ser accedidas via Viziers.

Características fotométricas en la banda B de Johnson, Pérez-González et al. (2000, 2001): <http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/VizieR?-source=J/A+A/365/370>

Photometry and spectroscopy UCM galaxies (Perez-Gonzalez et al. 2003):
<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/MNRAS/338/508>

Características fotométricas en la banda r de Gunn, Vitores et al. (1996 a, b) :
<http://vizier.cfa.harvard.edu/viz-bin/VizieR?-source=J/A+AS/118/7>

"Stellar populations in local star-forming galaxies - II. Recent star formation properties and stellar masses" Pérez-González et al. (2003):
<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/MNRAS/338/525>

Los parámetros de las galaxias UCM se encuentran compilados en una base de datos que está disponible en http://astro-sfg.fis.ucm.es/ucm_survey/datos/ y que puede ser consultada a través de un interfaz sencillo <https://guaix.fis.ucm.es/squid>

[UCM Survey Queryable Interactive Database](#)

Tabla 2.1 Relación de las galaxias de la exploración UCM y sus coordenadas

nombre UCM	RA(J2000)	Dec(J2000)	nombre UCM	RA(J2000)	Dec(J2000)
UCM0000+2140	00 03 09.7	+21 57 39	UCM1310+3027	13 13 10.0	+30 11 32
UCM0003+2200	00 05 38.0	+22 16 57	UCM1312+3040	13 15 08.2	+30 24 17
UCM0003+2215	00 05 52.3	+22 32 09	UCM1312+2954	13 15 09.3	+29 38 13
UCM0003+1955	00 06 19.6	+20 12 11	UCM1313+2938	13 16 03.8	+29 22 57
UCM0005+1802	00 08 30.1	+18 19 27	UCM1314+2827	13 16 44.1	+28 12 03
UCM0006+2332	00 08 54.8	+23 49 04	UCM1320+2727	13 22 43.5	+27 11 55
UCM0013+1942	00 15 49.9	+19 58 48	UCM1324+2926	13 26 25.1	+29 10 31
UCM0014+1829	00 17 15.2	+18 46 18	UCM1324+2651	13 26 51.6	+26 35 29
UCM0014+1748	00 17 23.8	+18 05 04	UCM1331+2900	13 33 45.4	+28 45 13
UCM0015+2212	00 18 07.6	+22 28 44	UCM1428+2727	14 31 09.0	+27 14 15
UCM0017+1942	00 19 57.4	+19 58 52	UCM1429+2645	14 31 46.9	+26 32 40
UCM0017+2148	00 20 26.3	+22 05 19	UCM1430+2947	14 32 55.5	+29 34 29
UCM0018+2216	00 21 33.5	+22 32 33	UCM1431+2854	14 33 20.8	+28 41 36
UCM0018+2218	00 21 33.7	+22 35 35	UCM1431+2702	14 33 45.1	+26 49 16
UCM0019+2201	00 21 48.6	+22 18 07	UCM1431+2947	14 33 50.0	+29 34 10
UCM0022+2049	00 24 43.8	+21 06 05	UCM1431+2814	14 34 05.3	+28 01 23
UCM0023+1908	00 26 03.1	+19 25 10	UCM1432+2645	14 35 01.9	+26 32 41
UCM0034+2119	00 36 43.1	+21 36 27	UCM1440+2521S	14 43 00.9	+25 08 48
UCM0037+2226	00 40 10.8	+22 42 57	UCM1440+2511	14 43 01.5	+24 58 39
UCM0038+2259	00 41 09.0	+23 15 48	CM1440+2521N	14 43 02.7	+25 09 09
UCM0039+0054	00 41 46.2	+01 10 39	UCM1442+2845	14 44 20.9	+28 33 04
UCM0040+0257	00 42 37.3	+03 14 23	UCM1443+2714	14 45 36.9	+27 02 06
UCM0040+2312	00 42 49.0	+23 29 24	UCM1443+2844	14 45 56.0	+28 31 33
UCM0040+0220	00 42 49.9	+02 36 50	UCM1443+2548	14 46 01.9	+25 35 47
UCM0040-0023	00 43 27.8	-00 07 33	UCM1444+2923	14 46 45.8	+29 10 36
UCM0041+0134	00 43 56.2	+01 51 02	UCM1452+2754	14 54 22.5	+27 42 05
UCM0043+0245	00 45 44.3	+03 01 48	UCM1506+1922	15 08 21.7	+19 11 31
UCM0043-0159	00 46 05.4	-01 43 22	UCM1513+2012	15 15 48.4	+20 01 22
UCM0044+2246	00 47 19.5	+23 02 56	CM1537+2506N	15 39 27.5	+24 56 51
UCM0045+2206	00 47 56.5	+22 22 23	UCM1537+2506S	15 39 26.1	+24 56 37
UCM0047+2051	00 49 55.1	+21 07 29	UCM1557+1423	16 00 08.3	+14 15 30
UCM0047-0213	00 50 05.4	-01 57 05	UCM1612+1308	16 15 17.1	+13 01 32
UCM0047+2413	00 50 13.0	+24 29 51	UCM1646+2725	16 48 35.5	+27 20 24
UCM0047+2414	00 50 25.5	+24 31 13	UCM1647+2950	16 49 05.3	+29 45 31
UCM0049-0006	00 51 47.4	+00 09 41	UCM1647+2729	16 49 37.1	+27 24 15
UCM0049+0017	00 51 49.5	+00 33 53	UCM1647+2727	16 49 37.4	+27 22 18
UCM0049-0045	00 51 59.7	-00 29 11	UCM1648+2855	16 50 48.0	+28 50 44
UCM0050+0005	00 52 57.8	+00 22 09	UCM1653+2644	16 55 09.7	+26 39 45
UCM0050+2114	00 53 34.5	+21 30 48	UCM1654+2812	16 56 50.5	+28 08 16
UCM0051+2430	00 53 55.2	+24 46 21	UCM1655+2755	16 57 16.1	+27 50 59
UCM0054-0133	00 56 39.0	-01 17 42	UCM1656+2744	16 58 52.6	+27 39 42
UCM0054+2337	00 57 19.7	+23 53 23	UCM1657+2901	16 59 27.0	+28 56 44
UCM0056+0044	00 58 55.5	+01 00 18	UCM1659+2928	17 01 07.9	+29 24 24
UCM0056+0043	00 59 04.2	+01 00 03	UCM1701+3131	17 03 15.8	+31 27 30
UCM0119+2156	01 21 44.3	+22 12 35	UCM2238+2308	22 41 15.6	+23 24 26
UCM0121+2137	01 24 36.8	+21 53 00	UCM2239+1959	22 41 55.9	+20 15 42
UCM0129+2109	01 32 16.0	+21 24 36	UCM2249+2149	22 51 57.9	+22 05 05
UCM0134+2257	01 37 11.0	+23 13 12	UCM2250+2427	22 52 34.8	+24 43 49
UCM0135+2242	01 37 58.9	+22 57 18	UCM2251+2352	22 53 44.1	+24 08 13
UCM0138+2216	01 41 01.0	+22 31 57	UCM2253+2219	22 55 31.4	+22 36 01
UCM0141+2220	01 44 18.3	+22 35 08	UCM2255+1930S	22 57 35.1	+19 46 58
UCM0142+2137	01 44 50.1	+21 52 57	UCM2255+1930N	22 57 36.0	+19 47 26
UCM0144+2519	01 47 47.8	+25 34 26	UCM2255+1926	22 57 44.0	+19 42 07
UCM0147+2309	01 50 42.8	+23 23 57	UCM2255+1654	22 57 54.4	+17 10 06

Tabla 2.1 Relación de las galaxias de la exploración UCM y sus coordenadas (continuación)					
nombre UCM	RA(J2000)	Dec(J2000)	nombre UCM	RA(J2000)	Dec(J2000)
UCM0148+2124	01 51 04.4	+21 38 42	UCM2256+2001	22 58 50.0	+20 17 54
UCM0150+2032	01 53 41.5	+20 47 42	UCM2257+2438	22 59 33.0	+24 55 06
UCM0156+2410	01 59 15.8	+24 25 00	UCM2257+1606	23 00 19.2	+16 23 00
UCM0157+2413	02 00 19.1	+24 28 25	UCM2258+1920	23 01 07.2	+19 36 33
UCM0157+2102	02 00 32.3	+21 17 14	UCM2300+2015	23 03 17.2	+20 31 10
UCM0159+2354	02 01 49.2	+24 09 11	UCM2302+2053W	23 05 23.7	+21 09 42
UCM0159+2326	02 01 49.2	+23 41 23	UCM2302+2053E	23 05 27.3	+21 09 43
UCM1246+2727	12 49 01.4	+27 10 44	UCM2303+1856	23 05 35.8	+19 12 32
UCM1247+2701	12 50 20.2	+26 45 02	UCM2303+1702	23 05 54.0	+17 18 15
UCM1248+2912	12 51 01.8	+28 55 42	UCM2304+1640	23 06 55.2	+16 56 16
UCM1253+2756	12 56 06.0	+27 40 43	UCM2304+1621	23 07 29.1	+16 37 39
UCM1254+2802	12 57 04.6	+27 46 26	UCM2307+1947	23 09 31.6	+20 04 01
UCM1254+2740	12 57 25.2	+27 24 16	UCM2310+1800	23 12 39.0	+18 16 39
UCM1255+2819	12 57 57.7	+28 03 44	UCM2312+2204	23 14 48.2	+22 20 25
UCM1255+3125	12 58 16.4	+31 09 35	UCM2313+1841	23 15 39.0	+18 58 17
UCM1255+2734	12 58 18.5	+27 18 41	UCM2313+2517	23 16 00.7	+25 33 24
UCM1256+2717	12 58 27.1	+27 01 26	UCM2315+1923	23 18 00.4	+19 39 56
UCM1256+2732	12 58 35.3	+27 15 55	UCM2316+2457	23 18 38.5	+25 14 00
UCM1256+2701	12 58 39.9	+26 45 36	UCM2316+2459	23 18 40.5	+25 15 54
UCM1256+2910	12 58 43.2	+28 54 38	UCM2316+2028	23 19 27.8	+20 44 51
UCM1256+2823	12 59 02.1	+28 06 59	UCM2317+2356	23 20 05.8	+24 13 16
UCM1256+2754	12 59 05.2	+27 38 42	UCM2319+2234	23 22 19.5	+22 50 40
UCM1256+2722	12 59 16.7	+27 06 24	UCM2319+2243	23 22 20.9	+23 00 42
UCM1257+2808	13 00 09.0	+27 51 59	UCM2320+2428	23 23 21.9	+24 45 01
UCM1258+2754	13 00 33.6	+27 38 19	UCM2321+2149	23 24 08.2	+22 06 09
UCM1259+2934	13 01 25.4	+29 18 51	UCM2321+2506	23 24 26.1	+25 23 08
UCM1259+3011	13 01 43.8	+29 55 39	UCM2322+2218	23 25 23.6	+22 34 41
UCM1259+2755	13 02 07.8	+27 38 56	UCM2324+2448	23 26 39.9	+25 04 50
UCM1300+2907	13 02 25.6	+28 51 32	UCM2325+2318	23 27 41.5	+23 35 20
UCM1301+2904	13 04 22.6	+28 48 41	UCM2325+2208	23 28 27.9	+22 25 17
UCM1302+2853	13 04 35.7	+28 37 42	UCM2326+2435	23 28 48.6	+24 52 26
UCM1302+3032	13 05 18.7	+30 16 41	UCM2327+2515N	23 30 09.9	+25 32 00
UCM1303+2908	13 05 45.3	+28 52 18	UCM2327+2515S	23 30 09.9	+25 31 56
UCM1304+2808	13 06 36.4	+27 52 24	UCM2329+2427	23 31 48.5	+24 44 06
UCM1304+2830	13 06 37.0	+28 14 07	UCM2329+2500	23 31 53.6	+25 17 43
UCM1304+2907	13 06 37.7	+28 51 03	UCM2329+2512	23 32 05.9	+25 28 43
UCM1304+2818	13 07 13.1	+28 02 51	UCM2331+2214	23 34 20.6	+22 30 37
UCM1306+2938	13 09 16.0	+29 22 05	UCM2333+2248	23 35 33.5	+23 04 56
UCM1306+3111	13 09 21.8	+30 55 24	UCM2333+2359	23 36 06.2	+24 15 58
UCM1307+2910	13 09 47.3	+28 54 28	UCM2348+2407	23 51 25.7	+24 24 12
UCM1308+2958	13 10 47.6	+29 42 38	UCM2351+2321	23 53 39.6	+23 37 57
UCM1308+2950	13 11 01.6	+29 34 43			

2.5. Clasificación espectroscópica de las galaxias UCM

Las galaxias de la muestra UCM tienen todas el denominador común de presentar líneas de emisión. En base al estudio de espectroscopía de rendija larga y baja resolución espectral de toda la muestra, y usando como referencia la morfología de los objetos, se definieron una serie de tipos espectroscópicos que se pueden clasificar en dos grupos principales (Gallego 1995, Gallego et al. 1996, Gallego et al. 1997):

- Galaxias “tipo Disco”, en inglés “Disk-like”. En este trabajo se identifican con la etiqueta “**SB**”, del inglés *StarBurst*. Se trata de galaxias con una clara componente de disco en su morfología. Presentan un fuerte brote de formación estelar, casi siempre en la zona central de la galaxia. Estos objetos tienen también las metalicidades más altas de la muestra, así como bajas excitaciones. Representan el 57% de la muestra total UCM, y morfológicamente son, en su gran mayoría, espirales (Vitores 1994). A su vez, Gallego et al. (1997) clasificaron las galaxias “tipo disco” en dos subtipos principales:
 - Galaxias **SBN**. Con brotes de formación estelar en el núcleo (Balzano 1983) y denominadas SBN por su nombre en inglés *StarBurst Nuclei*. Su metalicidad tiene valores próximos a los solares y como tienen gran contenido en polvo, son fácilmente detectables en la banda de 60 μm . El conjunto de las líneas H α y [NII] $\lambda\lambda$ 6548,6584 aparece en el espectro bastante intenso. Por definición de Gallego et al. (1997), presentan luminosidades H α siempre mayores que $10^8 L_{\odot}$.
 - Galaxias **DANS**, del inglés *Dwarf Amorphous Nuclear Starburst*. Es una categoría introducida originalmente por Salzer et al. (1989b). Son la versión de baja luminosidad de las SBN, con luminosidades H α menores de $5 \times 10^7 L_{\odot}$. En general presentan morfologías más amorfas. Gallego et al. (1997) las consideran objetos en transición.
- Galaxias tipo **HII**, en inglés “HII-like”. Se trata de galaxias con morfología compacta o irregular en la que no se identifica ninguna componente de disco o trazas de brazos espirales. La luminosidad global del objeto está dominada por uno o varios brotes de formación estelar distribuidos por la galaxia. Reciben el nombre de galaxias HII porque su espectro está dominado por intensas líneas de emisión, lo que hace que sea muy parecido al espectro de una región HII. Son los objetos con metalicidades bajas y altas excitaciones. Representan el 32% de la muestra UCM. Morfológicamente son, en su gran mayoría, irregulares (Vitores 1994). Normalmente las galaxias HII son de masa y luminosidad menor que las galaxias espirales, pero pueden llegar a ser muy luminosas. A su vez, Gallego et al. (1997) también clasificaron las galaxias “tipo HII” en dos subtipos principales:

- Galaxias **HHH** (la H final del inglés *hot spot*). Son galaxias HII de morfología poco definida cuya luminosidad está dominada por uno o varios brotes de formación estelar intensos. Muestran luminosidades parecidas a las SBN pero con mayor ionización, es decir con razones $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ y $H\alpha/[NII]\lambda 6584$ más altas. Hay una variante enana de éstas, denominadas DHHH (del inglés *dwarf hot spot*) cuando su luminosidad $H\alpha$ es menor de $5 \times 10^7 L_{\odot}$.

- Galaxias compactas azules **BCD**, (del inglés *Blue Compact Dwarfs*). Se caracterizan por ser de baja luminosidad, muy azules y de aspecto compacto. Son objetos cuyo brillo está completamente dominado por el brote de formación estelar actual, de manera que solo son detectables gracias a la presencia del mismo. El espectro típico presenta líneas de emisión intensas y anchuras equivalentes muy grandes ya que tienen la ionización más alta y la metalicidad más baja de la muestra. Su luminosidad $H\alpha$ también es siempre menor de $5 \times 10^7 L_{\odot}$.

Esta división en dos grandes grupos será usada más adelante en este trabajo cuando se exploren posibles comportamientos en función de la clasificación espectroscópica. No obstante, es importante mencionar que algunos de los objetos de la muestra presentan un fenómeno de núcleo galáctico activo que domina el sistema.

- Galaxias AGN (del inglés *Active Galactic Nuclei*). En estas, las líneas de emisión no tienen su origen en la formación estelar sino, principalmente, en procesos de actividad nuclear. Constituyen el 8% de la muestra UCM y la mayor parte son galaxias “tipo disco”.
- Galaxias sin clasificar. Se trata del 3% restante de objetos de la muestra que no se pudo ser clasificar espectroscópicamente.

Con el fin de resumir los tipos espectroscópicos de la muestra UCM y sus relaciones se presenta a continuación un cuadro resumen:

1- Galaxias tipo Disco (SB)

1.1- Galaxias *Starburst Nuclei* (SBN)

1.2- Galaxias *Dwarf Amorphous Nuclear Starburst* (DANS)

2- Galaxias tipo HII

2.1- Galaxias HII *hot-spot* (HHH) y *Dwarf HII hot-spot* (DHHH)

2.2- Galaxias enanas compactas azules (BCD)

3- Galaxias tipo AGN

2.6. Masas estelares de las galaxias UCM

La determinación de las propiedades de las poblaciones estelares que conforman una galaxia se basa en la comparación de observables con modelos de evolución estelar.

En este sentido, podemos encontrar características espectrales distintivas para cada tipo estelar, aunque estas pueden encontrarse en zonas muy distintas del espectro.

Así, por ejemplo, las estrellas más evolucionadas de una galaxia son las más frías, y contribuyen de manera relativamente más importante en la zona infrarroja (nIR, del inglés *near infrared*) del espectro que las estrellas más jóvenes y calientes. Conviene, por tanto, contar con el máximo número de observables para una galaxia, tanto con alta como con baja resolución espectral (es decir, observables obtenidos por medio de espectroscopía y fotometría), y abarcando un amplio rango de longitudes de onda.

Sin embargo, la inclusión de cada observable en un modelo de emisión galáctica supone asumir ciertos parámetros asociados y modelos de emisión estelar que pueden tener sus incertidumbres asociadas. Por ejemplo, la emisión del gas ionizado se puede caracterizar por medio de las líneas de recombinación de hidrógeno. Si también queremos incluir líneas de emisión de otros elementos, como el oxígeno o el nitrógeno, deberemos asumir o añadir parámetros a ajustar como la abundancia de estos elementos, la densidad electrónica, la temperatura, etc.. Este hecho obliga a seleccionar los observables adecuados para obtener un equilibrio entre las suposiciones que se deben hacer a priori y los resultados que es posible obtener.

Las galaxias de la Exploración UCM son objetos con un brote de formación estelar reciente más o menos importante con respecto a una población estelar más evolucionada. Un aspecto importante en el análisis de la emisión de las galaxias es el efecto de la extinción por polvo, que toma aún más importancia en nuestro caso, dada la conocida relación entre la formación estelar y el polvo. Necesitamos, por tanto, observables que tracen ambas poblaciones estelares y que, además, presenten distintas sensibilidades a la atenuación por polvo. Con estas premisas se obtuvieron las siguientes observaciones de las galaxias UCM:

Observaciones en las bandas fotométricas ópticas B de Johnson y r de Gunn (Vitores et al. 1996a,b). Estas bandas, aún trazando también la población estelar más evolucionada, son muy sensibles a la presencia de estrellas jóvenes y calientes, tanto más cuanto más azul es la banda. Asimismo, cuanto más azul es la banda de observación, mayor es el efecto de la atenuación por polvo, por lo que la inclusión de la banda B es esencial para determinar de una manera mas efectiva las propiedades de la extinción interna de la galaxia.

Observaciones espectroscópicas de líneas de emisión nebular de hidrógeno, como $H\alpha$, $H\beta$, o de otros elementos como el nitrógeno $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6584$ o el oxígeno $[\text{OIII}]$

$\lambda\lambda 4959,5007$ (Gallego et al. 1996, 1997). Estas líneas se originan en las nubes de gas ionizado por estrellas calientes (y, por tanto, jóvenes), por lo que son observables adecuados para caracterizar los brotes de formación estelar recientes. Además, por medio del cociente de intensidades de $H\alpha$ y $H\beta$ se puede determinar la extinción que afecta a estos brotes.

Observaciones en las bandas fotométricas del nIR J y K. Estas bandas están menos afectadas por el polvo que las bandas ópticas y la fracción de la luminosidad total proveniente de las estrellas viejas es mayor, por lo que son esenciales para la caracterización de la población estelar subyacente de este tipo de galaxias. Asimismo, dado que la fracción de estrellas jóvenes es pequeña con respecto a la mencionada población subyacente, estas bandas son estimadores fiables de la masa estelar total de cada galaxia.

De las 191 galaxias que conforman las Listas I y II de la Exploración UCM, 15 fueron clasificadas como AGNs por Gallego et al. (1996) y fueron excluidas del trabajo de síntesis de poblaciones en Perez-Gonzalez (2003). De las restantes, 11 galaxias fueron observadas en sólo 2 bandas fotométricas, por lo que no se han tenido en cuenta en el estudio (dado que con sólo un color los errores de este tipo de análisis son muy altos). Por tanto, se ha aplicado el método de síntesis de poblaciones a 163 objetos, virtualmente toda la muestra UCM de galaxias (un 94 %), estando todos los tipos morfológicos y espectroscópicos representados sin efectos de selección.

En resumen, en la tesis doctoral (Pérez González 2003) se incluyó el cálculo de las masas estelares aplicando las técnicas de modelado de estas galaxias con formación estelar activa. Considerando una Función Inicial de Masas (IMF), es decir, la distribución de masas de las estrellas formadas en un brote, las masas fueron calculadas a partir de los valores de M/L_k proporcionados por los modelos y las magnitudes absolutas en K , corregidas de extinción interna y Galáctica por medio de los decrementos de Balmer. Las magnitudes se midieron en aperturas fotométricas lo suficientemente grandes para abarcar toda la galaxia con el radio equivalente de la isofota de 24,5 mag arcsec^{-2} (Vitores, A. 1994). Se ha aplicado el método de síntesis de poblaciones con observaciones fotométricas en los filtros B de Johnson y r de Gunn y las bandas fotométricas del nIR J y K. Se disponía entonces de 163 galaxias observadas en B (casi todas), 190 en r (Vitores, A. 1994) y datos nIR para unas cuantas (67). Usando todos los datos expuestos mas arriba, se obtuvieron datos en bandas ópticas y nIR (2MASS) de forma que se pudo determinar la masa estelar para 117 galaxias. Se concluye también en el estudio de Perez-Gonzalez 2003 que:

- Los modelos con una Función Inicial de Masa (IMF) de Salpeter (Salpeter, E.E. 1955, ApJ, 121, 161), logran reproducir los observables con mayor fiabilidad que otras IMFs en cerca de un 75% de las galaxias UCM
- De entre todos los modelos muestreados, el que proporciona los mejores resultados para un número mayor de galaxias es el que usa la librería de Leitherer

(Leitherer et al. 1999, ApJS, 123, 3), para describir un brote instantáneo de formación estelar que sigue una IMF de Salpeter y extinción de CF (Charlot & Fall, S 2000, ApJ, 539, 718).

Para este trabajo se ha realizado una revisión de las masas estelares utilizando información disponible en esa fecha ya que desde la realización de la tesis de Pablo Pérez González (2003) se han realizado múltiples observaciones de tipo exploratorio que contienen información sobre las galaxias de nuestra muestra. Los catálogos publicados aumentan los datos significativamente y permiten una determinación más precisa de las masas estelares. Por eso se han utilizado para calcular nuevamente las masas estelares utilizando la misma metodología explicada en el párrafo anterior. Estas masas estelares revisadas son las que se utilizan en este trabajo.

Los catálogos empleados para aportan nuevas bandas fotométricas usadas en los ajustes de poblaciones estelares son:

SDSS en las bandas u, g, r, i, z. <http://www.sdss.org/>

2MASS (Two Micron All-Sky Survey) en las bandas J, H y K. <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/> .

Referencia para ambas, (Sloan Digital Sky Survey, “*The Optical, Infrared and Radio Properties of Extragalactic Sources Observed by SDSS, 2MASS and FIRST Surveys*” [2002ASPC..284..137I](https://arxiv.org/abs/2002ASPC..284..137I))

Tabla 2.2 Constantes utilizadas para la transformación a flujos

SDSS	λ (nm)	C
u	354	$3631 \cdot 10^6$
g	475	
r	622	
i	763	
z	905	
2MASS	λ (μm)	C
J	1.25	$1594 \cdot 10^6$
H	1.65	$1024 \cdot 10^6$
K	2.17	$666,7 \cdot 10^6$

De los catálogos respectivos obtenemos las magnitudes relativas en cada banda y las transformamos a flujo en μJy usando la expresión

$$F(\mu Jy) = C10^{-0,4m} \quad [2.1]$$

Las constantes se muestran en la tabla 2.2 y para el caso de la exploración SDSS el valor es de 3631×10^6 para todas las bandas al ser directamente magnitudes AB.

Para sus errores se usa la expresión:

$$\Delta F = \Delta(m)F / 1,0857 \quad [2.2]$$

Con estos datos se han obtenido las masas estelares aplicando las técnicas de modelado mencionadas para dos casos en los que se usan diferentes funciones iniciales de masa (IMF):

- IMF de Salpeter (Salpeter, E.E. 1955, ApJ, 121, 161)
- IMF de Chabrier (Chabrier 2003, ApJ, 586, L133).

En el histograma de la figura 2.6. Se presenta la distribución, según su masa, de los dos grupos de galaxias, tipo HII y tipo disco (*Disk*). El panel superior se refiere a las galaxias tipo HII y el histograma del panel inferior a las galaxias tipo disco. Las masas de las galaxias tipo HII son en general menores que las de tipo disco.

Hay una segregación en masa clara entre galaxias HII y disco, siendo las primeras menos masivas que las segundas. Esto es una manifestación directa de la mayor luminosidad en K de las galaxias tipo disco, ya que las razones masa-luminosidad no varían demasiado de un tipo espectroscópico a otro. Hay, sin embargo, un cierto solapamiento entre las distribuciones de masa de ambos tipos, indicando un continuo en las propiedades espectroscópicas.

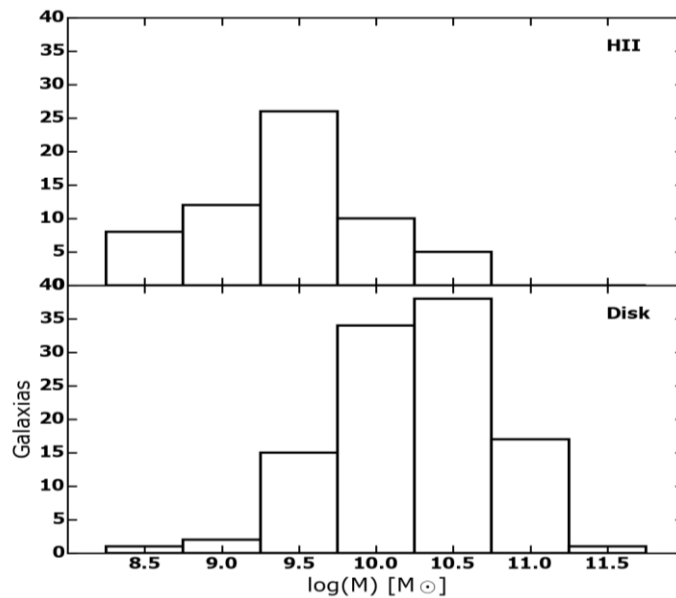


Figura 2.6. Histogramas de masas. Distribución, según su masa, de los dos grupos de galaxias de la exploración UCM, tipo HII y tipo disco (Disk)

2.7. Comparativa de masas estelares

Con estos datos hemos realizado una comparación entre los valores obtenidos en 2003 y los actualizados (Figura 2.7).

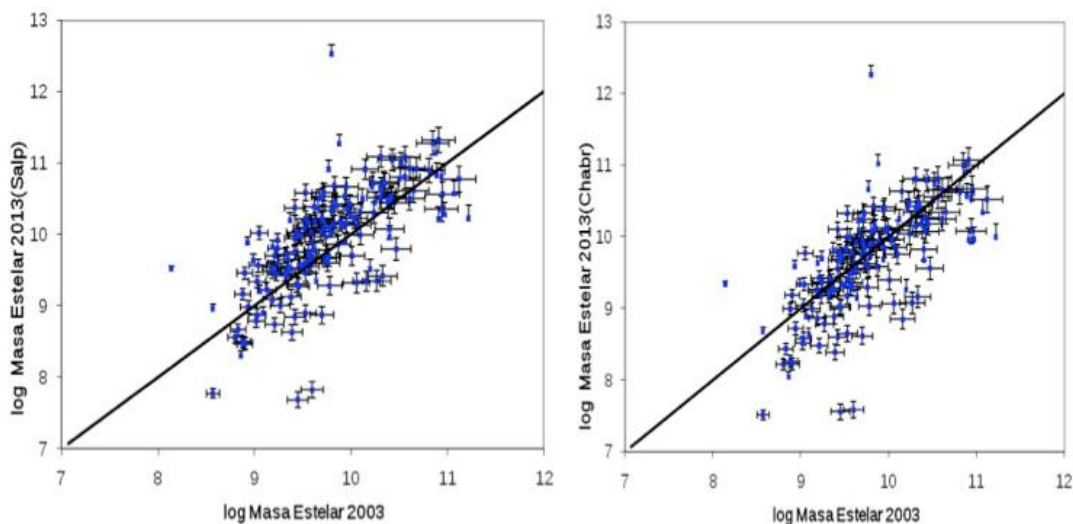


Figura 2.7 Comparativa de masas estelares de 2003 con 2013. IMF Salpeter (izquierda) y Chabrier (Derecha)

Como se observa en ambos gráficos, hay un desplazamiento sistemático del conjunto resultando mayores las masas estelares utilizando la IMF de Salpeter que las de Chabrier. Su cuantificación se analiza a continuación. Hay cuatro puntos más separados de la nube. Corresponden a las galaxias:

UCM 1255+2734

Galaxia conocida como KUG1255+275 de la lista II de la exploración de Kiso (Takase et al., 1985), en la que aparece como objeto de alto exceso ultravioleta y que figura clasificada como galaxia irregular del cúmulo rico de Abell 1656 (Coma) en el estudio de Dressler & Shectman (1988). Todos los criterios morfológicos utilizados en nuestro análisis, indican que se trata de una galaxia de tipo muy avanzado, Sc+, lo cual junto con el apoyo de su apariencia más bien irregular en la imagen directa, nos hace clasificarla finalmente como de tipo Irr.

UCM 1304+2907

Denominada también como MCG+05-31-133, clasificada como espiral en el catálogo RC3 (de Vaucouleurs et al., 1991) y VV 841 del Atlas de Galaxias Interactivas, parte 11 (Vorontsov-Velyaminov, 1977) en que se describe como objeto interactivo de

naturaleza demasiado compleja como para ser explicado por fenómenos de marea simples, y que pudiera proceder más bien de una fragmentación de un objeto mayor. También figura como KUG1304+291 en la lista 11 de la exploración de Kiso (Takase & Miyauchi-Isoe, 1985) clasificado como objeto de exceso UV medio y sin tipo morfológico definido y como CG 974 de la lista de objetos azules de la exploración de Case (Sanduleak & Pesch, 1990). A la vista de nuestra imagen *r* parece una galaxia irregular de Coma, con un disco subyacente alineado casi en dirección norte-sur y con varios brotes superpuestos al norte y suroeste. Su perfil parece dominado por la componente de disco y todos los clasificadores apuntan hacia tipos morfológicos avanzados, entre Sb e Irr, con mayor tendencia hacia últimos tipos, por lo que con el apoyo de su apariencia en la imagen directa, la clasificamos finalmente como de tipo Irr.

UCM 1664+2812

Presenta un brote descentrado, no nuclear, y cuyo perfil de brillo resulta dominado por la componente de disco, indicando tipo morfológico muy avanzado, y lo mismo resulta del análisis de los otros criterios, por lo que se trata de una Sc.

UCM 2238+2308

También denominada UGC 12148, clasificada como espiral de tipo incierto en el RC3 (deVaucouleurs et al., 1991) y KUG2238+231 de la lista X de la exploración de Kiso (Takase & Miyauchi-Isoe, 1989) en que aparece descrita como objeto de bajo exceso UV con núcleo irregular y rodeado por un halo extenso. En la imagen *r* se presenta como una galaxia espiral de gran tamaño ($D_{24} = 35.6$ kpc) y luminosa ($M_r \leq -21.9$), vista casi de cara, con un núcleo intenso que eleva la razón B/D y varias regiones HII localizadas en los brazos, estando la más intensa al oeste del núcleo, lo cual explicaría la descripción de núcleo irregular de la exploración de Kiso, previamente mencionada.

A una gran distancia angular, unos $2.9'$ al sureste del objeto UCM, y con el mismo *z*, se encuentra UGC 12153 = KUG2239-4-231 que presenta un aspecto de sistema en fusión (*merger*) de espirales con varias regiones emisoras. En cuanto a la morfología, la tendencia dominante entre los criterios le otorga un tipo intermedio entre Sa y Sb, aunque con mayor tendencia hacia Sa (Vitores, 1995).

Estudiando los valores utilizados para el cálculo de la masa estelar de estas galaxias, de los flujos utilizados tanto del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) en las bandas *u*, *g*, *r*, *i*, *z*, como del 2MASS en las bandas J, H y K hemos encontrado que no se ajustan a los modelos tanto de la IMF de Salpeter como de Chabrier, porque los flujos utilizados para ellas, no eran correctos en todas las bandas y por lo tanto no podemos utilizarlos ya que alterarían la estadística del conjunto de datos.

Eliminando por lo tanto esos valores, los gráficos quedan como se muestran en la figura 2.8

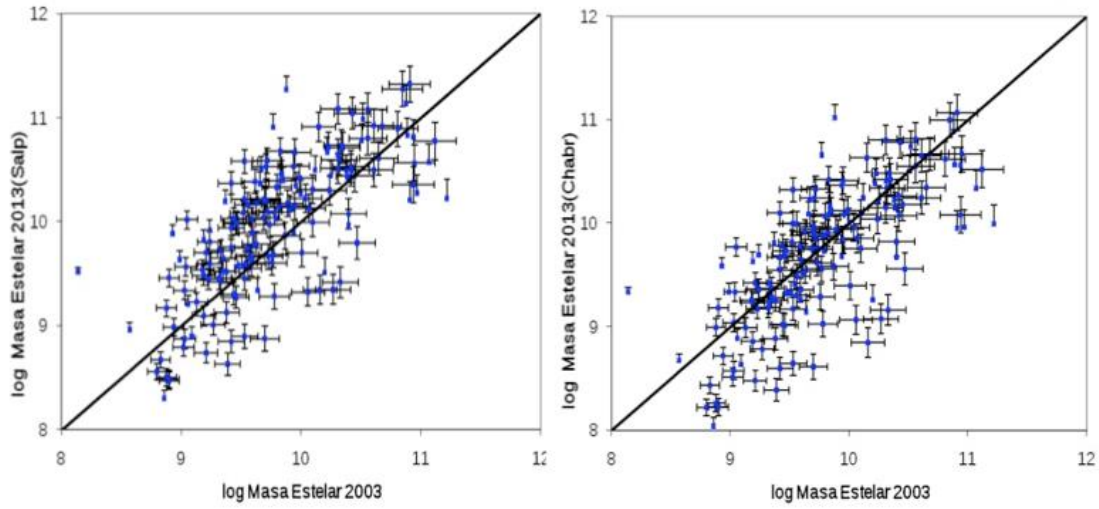


Figura 2.8. Comparativa corregida de masas estelares de 2003 con 2013. IMF Salpeter (izquierda) y Chabrier (derecha)

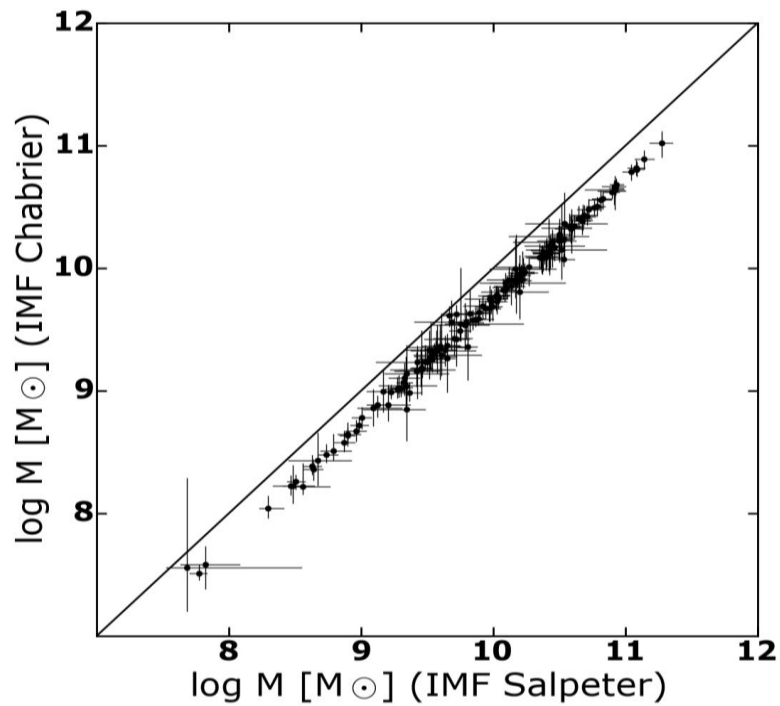


Figura 2.9 Gráfico de la diferencia del valor de las masas estelares actualizadas según la Función Inicial de Masas (IMF) de Salpeter y de Chabrier.

Se aprecia en la figura 2.9 la diferencia del valor de las masas estelares actualizadas según la Función Inicial de Masas (IMF) de Salpeter o de Chabrier tiene un 10% de media en su diferencia.

Capítulo 3

Campañas de Observación y Reducción de Datos

3.1.Campañas

Para llevar a cabo este proyecto se realizaron cuatro campañas de observación con el telescopio INT (*Isaac Newton Telescope*) de 2.5 m de diámetro del ING (*Isaac Newton Group*) en el Observatorio del Roque de los Muchachos en la Isla de la Palma. En las primeras campañas de mayo de 1997 y agosto de 1998 (en adelante MAY97 y AGO98) se observaron un total de 134 galaxias (49 y 85 respectivamente). Estas observaciones sirvieron para comprobar que la técnica observacional servía para nuestros propósitos y para realizar los primeros estudios.

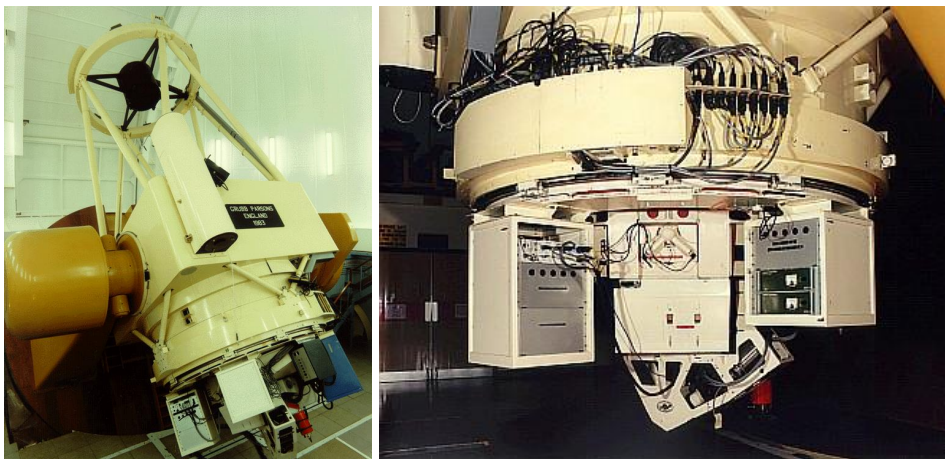


Figura 3.1. (Izda.) Telescopio INT 2.5m en el observatorio del Roque de los Muchachos (Isla de la Palma) y detalle del espectrógrafo IDS (dcha.)

Cuando el trabajo de tesis estaba ya en marcha se consideró necesario ampliar la muestra observada ya que sólo se disponía de datos para un 70% sobre el total de 191 galaxias de la muestra UCM. Por ello se realizaron dos adicionales en diciembre de 2007 y marzo de 2008 (en adelante DIC07 y MAR08) para obtener los espectros de 49 y 85 galaxias respectivamente.

En la campaña MAR08 se observaron de nuevo 29 galaxias ya estudiadas en la campaña de MAY97 con diferente instrumentación y ángulo de posición (PA, del inglés *Position Angle*) de la rendija larga. Estas repeticiones han servido para comparar con los resultados obtenidos en las campañas anteriores.

Se ha empleado en todas las observaciones espectroscópicas el espectrógrafo IDS (*Intermediate Dispersion Spectrograph*) que permite seleccionar varias redes de difracción y dos cámaras diferentes de acuerdo a las necesidades observacionales. En nuestro caso se eligió para las dos primeras campañas la cámara de 500 mm de focal y detector CCD TEK 3 (en dirección espectral: 1024 píxeles) para que junto a la red R1200Y proporciona una resolución espectral de 1,18 Å. En las dos últimas campañas de Diciembre de 2007 y Marzo de 2008 se utilizó la cámara más luminosa de 235 mm y detector CCD EEV10 (en dirección espectral: 4096 píxeles), ya que en los nueve años transcurridos desde las dos primeras, se habían actualizado la cámara (conservando las mismas redes de difracción), que junto a la red R1200Y proporciona una resolución espectral similar de 1,17 Å. En dirección espacial: 1024 píxeles en las cuatro campañas, de ellos 400 útiles. La escala espacial es de 0,4 arcsec por píxel.

Como la red utilizada ha sido la misma (R1200Y), con una dispersión en la λ central de 35,2 Å/mm, las dispersiones espectrales en las respectivas campañas son de 0,39 Å/píxel (Cámara 500mm y red R1200Y) y 0,47 Å/píxel (Cámara 235mm y red R1200Y). Información adicional sobre este espectrógrafo y los detectores puede consultarse en las páginas web de ING-INT:

http://www.ing.iac.es/Astronomy/instruments/ids/idsgrat_tables.html

Se configuró el espectrógrafo para observar en la región espectral de H α . El intervalo espectral registrado en cada configuración es de 6550 Å a 6950 Å por lo que además de H α se observan las líneas de [NII] $\lambda\lambda$ 6548,6584 Å escoltando a H α y el doblete de azufre [SII] $\lambda\lambda$ 6717,6731 Å. Con este intervalo espectral, tenemos cubiertas todas las posiciones de la línea de H α para el rango de desplazamiento al rojo de todas las galaxias UCM que va desde $z=0,0123$ para la UCM1442+2845 hasta $z=0,0385$ para la UCM2315+1923.

Dadas las diferentes condiciones de cada campaña en cuanto a instrumentación (cámaras y detectores) y dado que las redes de difracción eran las mismas, se hicieron las pruebas necesarias para dar la exposición más correcta a cada galaxia teniendo en cuenta la magnitud aparente de cada una así como las condiciones fotométricas en cada

momento. Las exposiciones utilizadas fueron 600 y 900 segundos y figuran en la cabecera de los correspondientes ficheros obtenidos.

Los detalles sobre dispersión lineal recíproca, detector utilizado, escala de placa y galaxias observadas se listan en la tabla 3.1.

Tabla 3.1. Campañas observacionales

Campaña	Focal Cámara (mm)	CCD	Resolución Espectral (Å)	Dispersión Espectral (Å/pixel)	Escala espacial (arcsec/pixel)	# Galaxias Obs/redu/med
MAY97	500	TEK 3	1,18	0,39	0,33	49/ 47/ 45
AGO98	500	TEK 3	1,18	0,39	0,33	85/ 85/ 83
DIC07	235	EEV10	1,17	0,47	0,40	47/ 47/ 47
MAR08	235	EEV10	1,17	0,47	0,40	29/ 29/ 29

Tabla 3.2. Resumen de las campañas realizadas

Total UCM	Observadas	Reducidas	Medidas
191	181+ 29repet.Mar08	179+29	175+29 repet.Mar08

El listado de los espectros útiles obtenidos en cada campaña figura en la Tabla 11.5 en el Capítulo 11. Otras Tablas

3.2. Procesado de las observaciones

Se detallan aquí los métodos empleados para reducir los espectros, medir la dispersión de velocidades y las curvas de rotación, para obtener así las masas gravitacionales.

Previamente al cálculo de parámetros y medición de la dispersión de velocidades y curvas de rotación, ha sido necesario reducir los espectros, para lo cual se ha utilizado el paquete estándar de IRAF. Dentro de IRAF utilizamos varios paquetes como *NOAO* e *IMRED* que a su vez contienen multitud de subpaquetes y tareas tales como *CCDRED* y *LONGSLIST*.

Para poder manipular los ficheros que contienen los espectros y extraer su información, debemos confirmar que los datos obtenidos de los diferentes instrumentos tienen la misma configuración y están ordenados según nuestras necesidades.

En el tiempo transcurrido entre las dos primeras campañas MAY97 y AGO98 y las dos últimas DIC07 y MAY08, se había ampliado de una a dos cabeceras de los ficheros FITS (del inglés *Flexible Image Transport System*) de los espectros, donde se registran en ASCII todos los datos de cada exposición. Esto nos obligó a unir las previamente antes de aplicar el procedimiento de reducción de dichos espectros.

Es decir, desde el formato “crudo” en que se ha obtenido en la campaña de observación, hasta la imagen bidimensional calibrada en longitud de onda para hacer las medidas de los datos científicos que necesitamos. Dicho proceso es el que se describe a continuación:

- Obtener la información de la zona overscan del fichero donde se encuentra la información de los BIAS.
- Activando *epar ccdprod* se recorta el fichero del espectro quitando el overscan marcando *yes* en *overscan* y *trim*. Se sale con *:q* y se comprueba con la función *ccdlist*.
- Combinar los BIAS de cada noche formando un *superbias* mediante *zerocombine*. Los ficheros bias de cada noche hay que revisarlos aplicando STDDEV y por coherencia dejamos solo los que tengan el parámetro MEAN ~ 1 , desestimando el resto. Los almacenamos en la carpeta *imágenes_zero*.
- Restar esta información del *superbias*, del total de la imagen de los objetos y de los *flatfield* para corregir los posibles gradientes que se ejecuta activando *zerocor=yes* en *epar ccdproc*.
- Para la corrección de flats activamos *Flatcor=yes* en la última pasada de *epar ccdproc*.

En la figura 3.2 se muestra respectivamente un ejemplo de uno de los espectros antes y después del proceso de reducción de la galaxia UCM0015+2212 antes (arriba) y después (abajo) del procesado. El intervalo espectral va desde 6550 Å a 6950 Å y se aprecian las líneas de H α escoltada por las de [NII]6548,6584 Å así como el doblete del [SII]6717,6731 Å, desplazados en longitud de onda correspondiente a su distancia ($z=0.0189$).

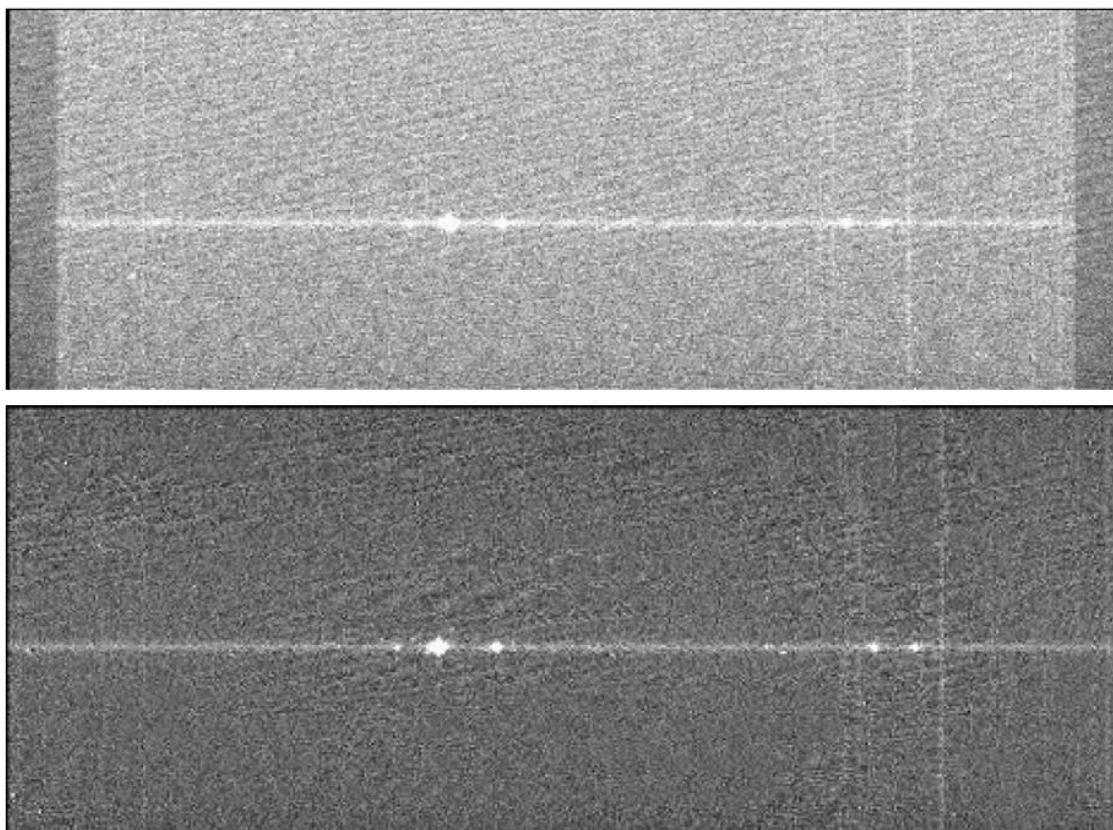


Figura 3.2 Imagen espectroscópica de la galaxia UCM0015+2212 antes (arriba) y después (abajo) del procesado. El intervalo espectral va desde 6550 \AA a 6950 \AA y se aprecian las líneas de $H\alpha$ escoltada por las de $[\text{NII}]6548,6584 \text{ \AA}$ así como el doblete del $[\text{SII}]6717,6731 \text{ \AA}$.

No se ha sustraído el cielo porque al ser la resolución espectral muy alta el cielo no está bien determinado y añadiría ruido a los espectros.

Comprobamos, mediante cortes en la dirección espacial, si hay gradientes, en cuyo caso se corrige en esa dirección con ayuda de la tarea *illumination*. Esta corrección se efectúa con los ficheros de tomas del cielo combinados. En nuestro caso están prácticamente planos, por lo que no activamos la corrección del cielo en el parámetro *illumco* al ejecutar *epar ccdproc*.

- Corregir la corriente de oscuridad con las tomas “dark” con la misma exposición que los objetos. En nuestro caso esta corrección no fue necesaria por ser despreciable.

Este proceso se ha aplicado a los 208 espectros de las 191 galaxias obtenidos en las cuatro campañas de observación. Una vez realizadas todas las pasadas de *ccdproc*, se comprueba mediante *ccdlist* obteniendo un listado de todos los ficheros clasificados por su naturaleza ya que esta apuntado en su cabecera todo lo que se ha hecho.

Precisamente este hecho de apuntar en la cabecera todas las acciones, es lo que impide que se repita cualquiera de ellas que se intente repetir.

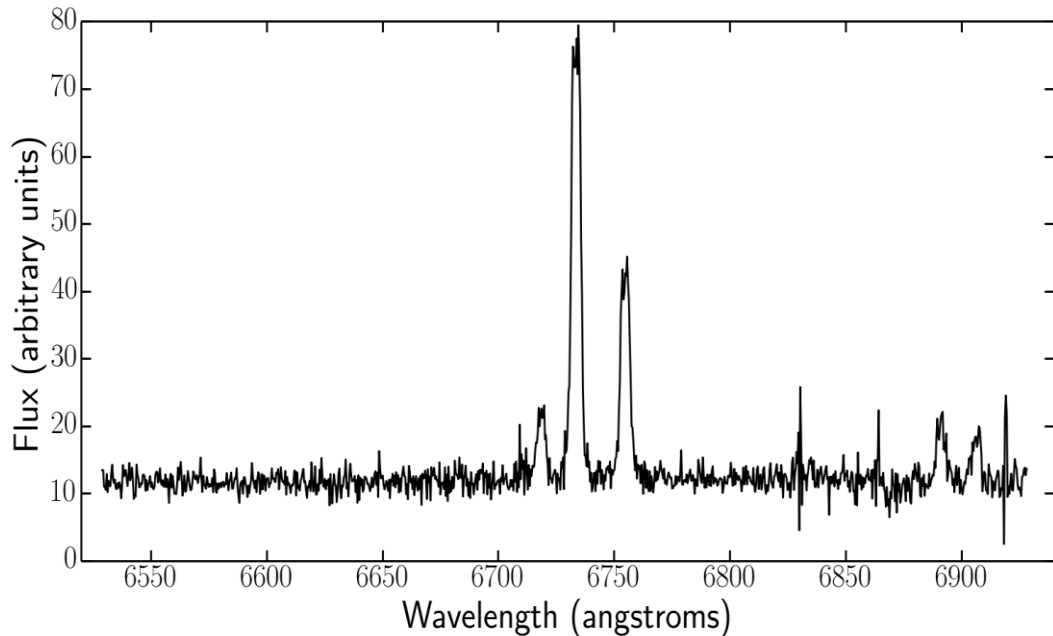


Figura 3.3. Espectro monodimensional calibrado en longitud de onda correspondiente a la fila 176 de la galaxia UCM2307+1947 y listo para medir.

La última fase de la reducción antes de la calibración en longitud de onda es la eliminación de los rayos cósmicos (RC) de la imagen del espectro ya que pueden interferir en los espectros monodimensionales de las líneas de la señal de interés si coincide alguno de ellos en dicha línea. Primero hay que transformar los ficheros *fits* al formato de *REDUCEME* mediante *leefits_new*. A continuación se utiliza el programa *cleanest.sh* del mismo paquete *REDUCEME*. Al ejecutarlo y facilitarle los datos del fichero a limpiar de RCs, se puede hacer manual o automáticamente de forma interactiva ya que al visualizar los RCs que detecta, se le puede decir si lo son o no. Se puede excluir la franja del continuo con la galaxia y esta procesarla manualmente. También se puede elegir eliminarlos por filas o columnas interpolando los píxeles de alrededor. Si una vez realizada la limpieza se visualiza de nuevo y queda algún punto sospechoso, se puede elegir repetir el proceso sin tener que recargar el fichero. Finalmente debemos salvar el fichero limpio con nuevo nombre, por seguridad y si vamos a procesarlos con IRAF los volvemos a convertir a formato *fits* con *writefits.sh*.

En la figura 3.4 tenemos un ejemplo de un espectro de una galaxia antes y después de la limpieza de rayos cósmicos con el proceso descrito.

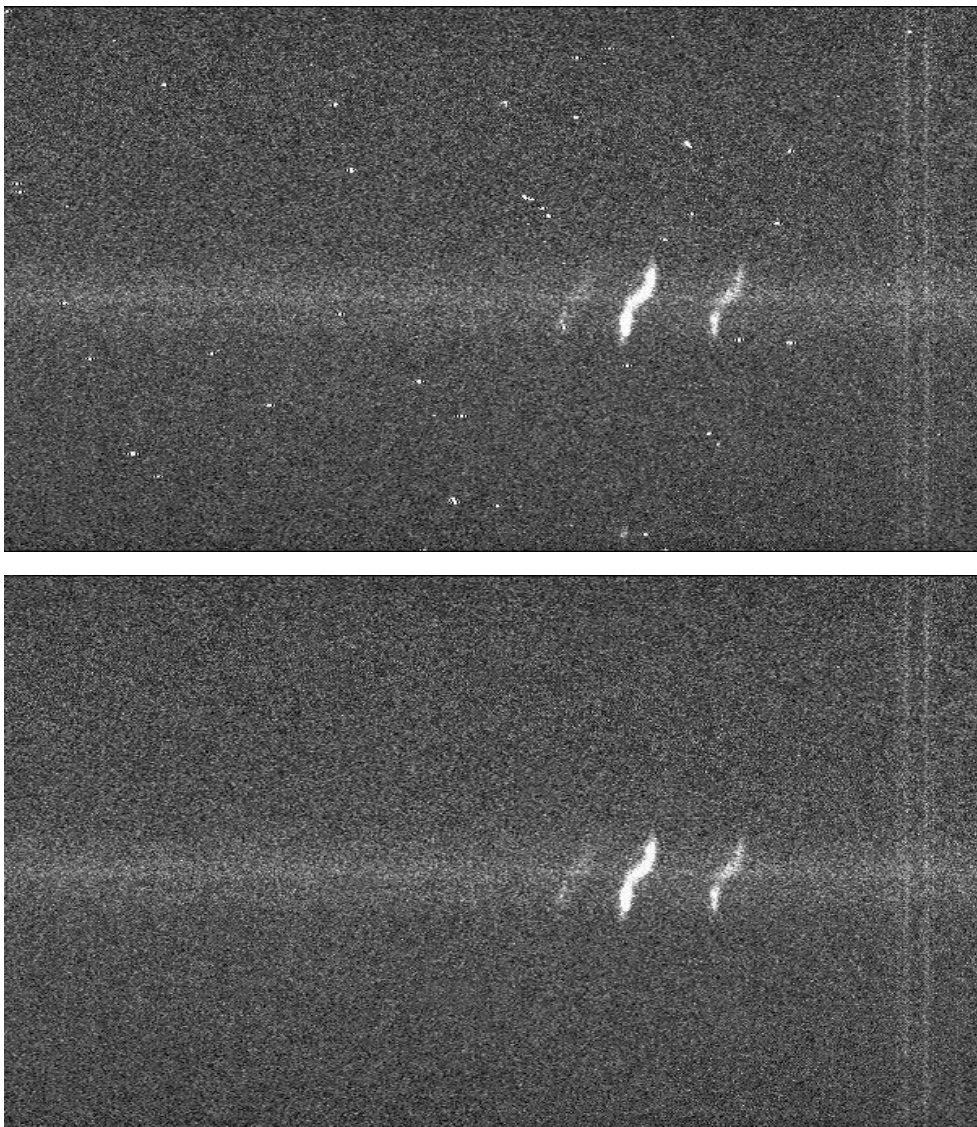


Figura 3.4. Ejemplo del espectro de la galaxia UCM1443+2844 antes y después de la limpieza de rayos cósmicos mediante la función *cleanest* de *REDUCEME*.

Una vez reducidos todos los espectros, se han calibrado en longitud de onda, λ , utilizando los arcos de calibración obtenidos en cada sesión de captura de espectros.

Para utilizar un arco de calibración, tenemos que comprobar que las líneas de los espectros son las adecuadas.

Según las lámparas de calibración, tendremos, por ejemplo, CUNE o CUNEAR según hayamos utilizado las de cobre-neon o bien las de cobre-neon-argon. Mediante *epar identify* de IRAF marcamos en la pantalla gráfica que abre al ejecutarlo, las líneas identificándolas. Hay que tener especial cuidado en que tengamos suficientes líneas a ambos lados del arco pues en caso contrario el polinomio no justará bien.

Con *epar reidentify*, se calcula una solución de dispersión cada 10 líneas en la dirección espacial. Finalmente aceptamos y graba un fichero con *id* seguido del nombre del fichero en el subdirectorio *database*. Aceptando o rechazando las diferentes líneas, ajustamos un polinomio con *fitcoords* que encuentra una solución para una superficie que define la longitud de onda λ en función de x e y de la imagen.

Calculamos los residuos de la función $y=f(x)$ mediante el ajuste de una función de Chebyshev de orden 6 a los arcos de referencia, de manera que los residuos fueran $rms=0,020$ o mejor. Si no es así, eliminamos los puntos mas dispares y volvemos a ajustar el polinomio hasta obtener los residuos deseados.

Comprobando que las λ de las esquinas de nuestro espectro son correctas, ya podemos aplicar el polinomio a todas las galaxias de esa noche mediante *epar_transform* y quedan calibradas en λ a falta de comprobar si se han desplazado.

La última fase de la calibración en longitud de onda, λ , es comprobar que no ha habido desplazamiento de las líneas del espectro, para lo cual medimos la posición de las líneas del cielo y las comparamos con su valor nominal. Por ejemplo, tomamos la línea del cielo de valor nominal 6863,955 Å y la medimos en cada espectro. Comparándola con el nominal vemos que se han desplazado, en nuestro caso, entre 2 y 5 Å. Este valor lo pasamos a píxeles con nuestro valor de 0,39 Å/píxel de la dispersión espectral y es lo que tenemos que corregir cada espectro. Para ello utilizamos la función *imshift* de IRAF para transformar todos los espectros, cada uno con su valor de desplazamiento.

Ahora ya podemos extraer toda la información que necesitamos de cada espectro para calcular las masas, mediante la función *splot* de IRAF.

En la figura 3.5 se describe mediante un diagrama de flujo el proceso completo desde el espectro en crudo hasta su calibrado final en longitud de onda.

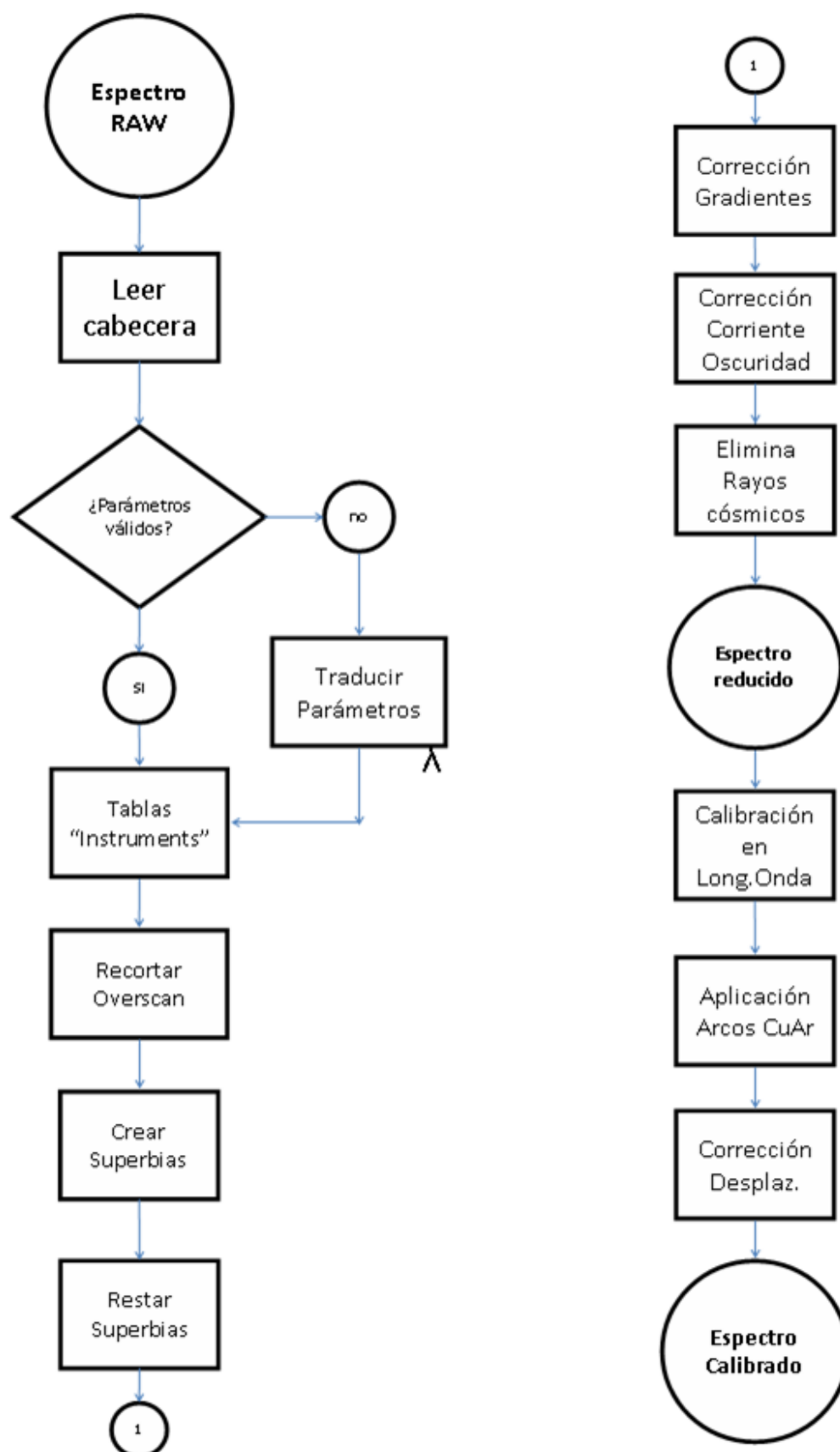


Figura 3.5. Diagrama de flujo del proceso de reducción y calibración de espectros

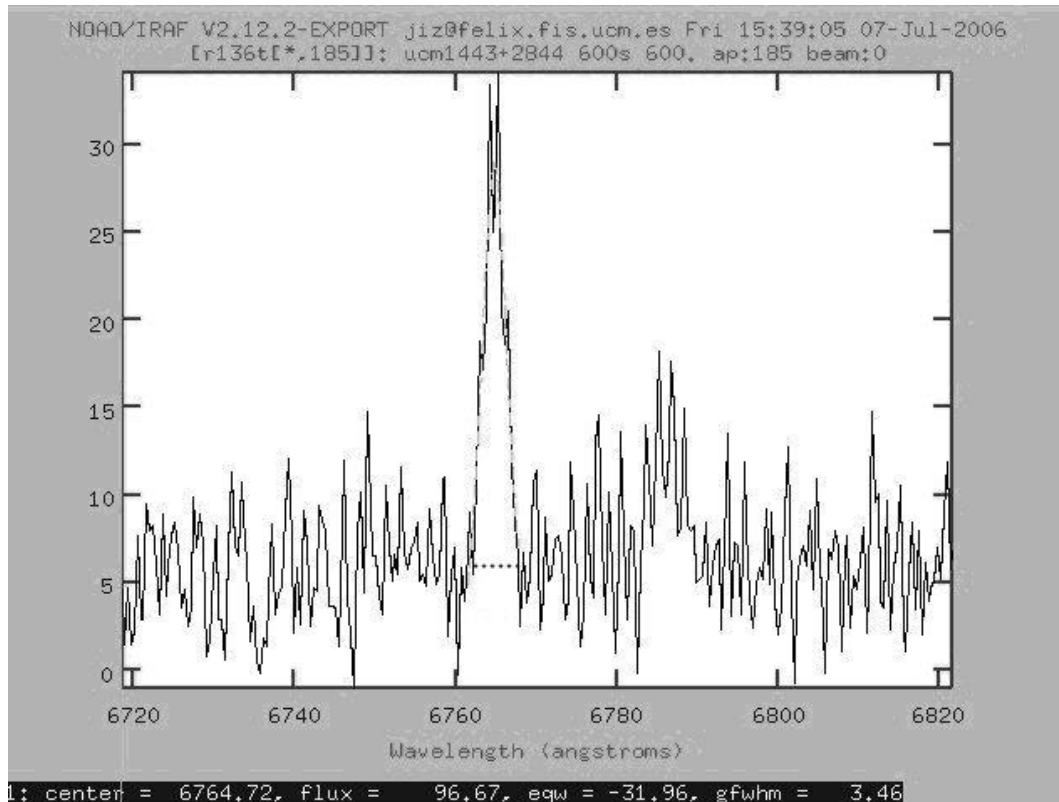


Figura 3.6. Ejemplo de la medida de la posición y anchura a media altura (FWHM) de H α para la línea 185 del espectro de la galaxia UCM1443+2844. El intervalo espectral se ha reducido a la región espectral de interés.

Las líneas centrales, los flujos, y la anchura de las líneas han sido medidas mediante ajuste de perfil Gaussiano utilizando la tarea IRAF *splot*.

Se ha utilizado la tarea *imexam* con el fin de determinar la posición espacial en la rendija del máximo de intensidad del continuo adyacente a la línea de emisión H α . A partir de esa posición en la rendija (representada por una línea concreta en cada galaxia) se han hecho tantas mediciones como permite la señal del espectro, es decir, desplazándonos de línea en línea en el sentido espacial hasta que la relación señal/ruido es tan baja que no podemos medir. En el ejemplo de la figura 3.6 se ven los datos de la línea 185 que es la correspondiente al centro de la galaxia UCM1443+2844. Esta tarea proporciona una incertidumbre estadística 1σ para cada una de las cantidades ajustadas.

Esta tarea de medición con *splot* en cada espectro calibrado de cada una de las galaxias ha sido la labor que mas recursos ha llevado de todo el trabajo, suponiendo el 70 % del tiempo empleado ya que requiere una cuidadosa elección de los puntos de medición para no aumentar la incertidumbre en los resultados.

Cada hoja de cálculo, está organizada por celdas en filas y columnas con el siguiente contenido:

Tabla 3.4 Contenido de las celdas de las hojas de cálculo por columnas

A	<i>fichero</i>	Nombre del fichero de origen en la campaña de observación
B	<i>UCM #</i>	Nombre de la galaxia de la exploración UCM de esta hoja.
C	<i>fila</i>	Número de la fila en píxeles en la dirección espacial del espectro de la que se está extrayendo los datos que se detallan.
D	$\Delta y \text{ pixel}$	Distancia en píxeles en la dirección espacial del espectro medido desde la fila considerada el centro de la galaxia por ajuste gaussiano de la función <i>imexam</i> de IRAF en el continuo de cada espectro tal como se ha explicado más arriba.
E	$\Delta Y \text{ kpc}$	Distancia calculada en kpc con los píxeles de la columna anterior y calculada por la resolución en sentido espacial dada por nuestro instrumental (0,33 o 0,40 arcseg/pixel, según la campaña) y teniendo en cuenta la distancia angular d_{ang} de cada galaxia en kpc
F	λ <i>central</i>	La longitud de onda del centro del ajuste gaussiano que nos devuelve la función <i>splot</i> de IRAF en la posición de la línea H α en el corte correspondiente a esta fila.
G	<i>cont</i>	Nivel de flujo en el continuo.
H	<i>flujo</i>	Flujo integrado de la línea que nos devuelve <i>splot</i> en este corte habiéndole dado previamente el parámetro de la ganancia de nuestro instrumental.
I	<i>eqw</i>	Anchura equivalente de la línea H α en esta posición y corte
J	<i>core</i>	Flujo integrado de la gaussiana ajustada.
K	<i>gFWHM</i>	Anchura a media altura del ajuste gaussiano para la línea H α que nos devuelve la función <i>splot</i> en este corte.
L	$\sigma \text{ km/s}$	Dispersión de velocidades calculado como se explica en 4.2. y corregido de inclinación, desplazamiento al rojo e instrumental.
M	$\Delta V \text{ km/s}$	Desplazamiento en velocidad (en km/s) de la línea H α en la posición actual respecto al centro de la galaxia, calculado a partir de la medida de λ_{central} de la columna F, mediante la fórmula $\Delta V = ((\lambda_c - \lambda_o)/\lambda_o) \cdot c$ siendo c la velocidad de la luz en km/s.
N	<i>flujo</i> \times <i>sigma</i>	Producto calculado de la dispersión de velocidades por el flujo de la línea H α en cada corte, necesario para calcular la dispersión de velocidades ponderada por el flujo y que interviene en el cálculo de la masa cinemática.
O	<i>error de</i> $\Delta V \text{ km/s}$	Error estimado en el cálculo de cada punto del perfil de velocidad mediante la propagación de los errores en las diferentes fórmulas. En una estimación conservadora está dentro del 15% de ΔV .

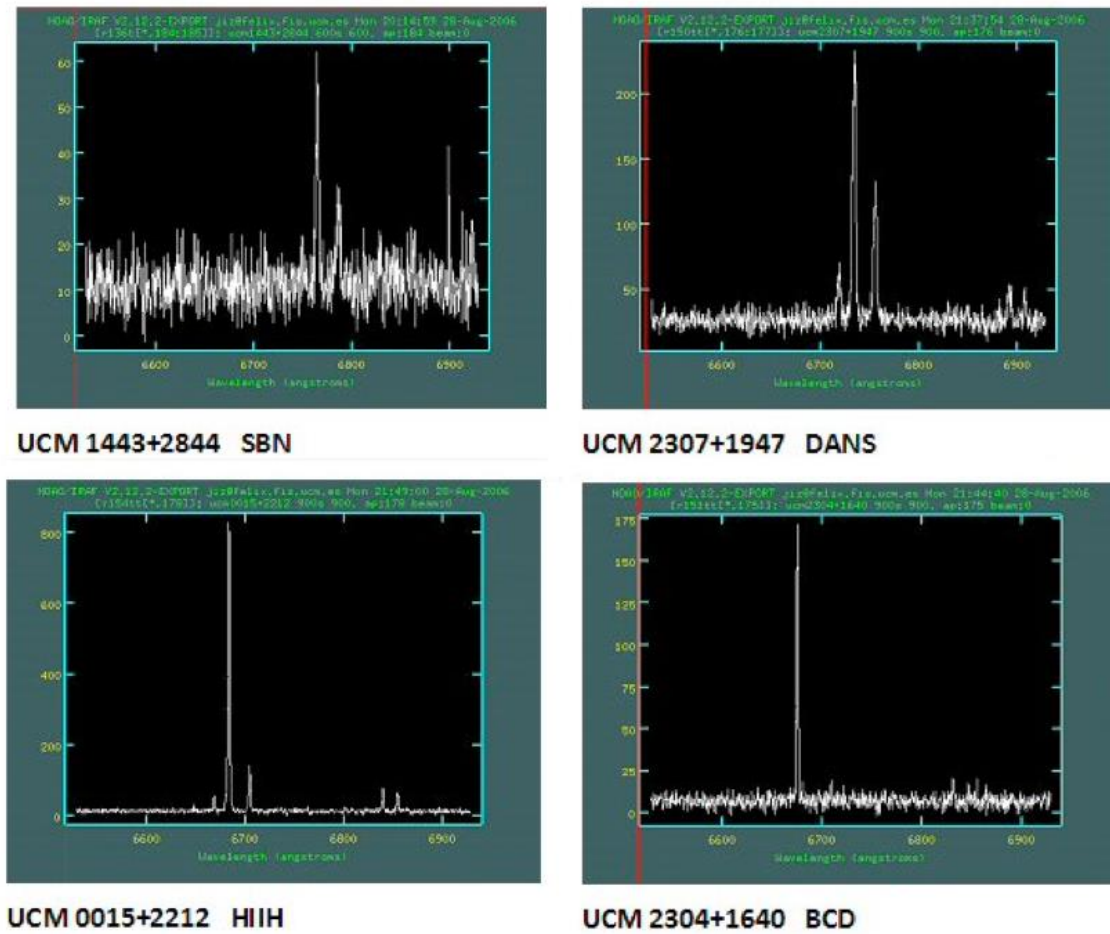


Figura 3.7. Espectros monodimensionales ejemplo de los cuatro tipos espectroscópicos mencionados donde además se observa diferente relación señal ruido.

Se muestran en la Figura 3.7 unos ejemplos de espectros monodimensionales extraídos de las observaciones de galaxias con diferente clasificación espectroscópica. Los espectros corresponden a la línea central del espectro bidimensional de cada una de las cuatro galaxias. Se comentan brevemente las principales características.

En la galaxia UCM1443+2844 de tipo SBN así como en la galaxia UCM2307+1947 de tipo DANS se aprecia la alta metalicidad y baja excitación, comparadas con las galaxias UCM0015+2212 de tipo HIII y la galaxia UCM2304+1640 de tipo BCD donde la razón $H\alpha/[NII]\lambda 6584 \text{ \AA}$ es mayor que en las dos primeras, indicando claramente su mayor excitación. Nótese las diferentes escalas que causan que los objetos HIII y BCD aparenten tener menos ruido en el continuo.

Los resultados, para cada espectro, se han recogido en una hoja de cálculo (una por galaxia) y los datos más significativos extraídos de ellas se adjuntan en las tablas del capítulo 11. Otras Tablas. En dicho anexo se adjunta, como ejemplo, una de las hojas de cálculo utilizadas para obtener los datos de todas y cada una de las galaxias de la muestra utilizada en este trabajo.

En la zona sombreada de las dos primeras columnas de la hoja de cálculo de ejemplo se encuentra un resumen de los datos de partida y los resultados finales de las masas dinámicas y viriales calculadas que después se trasladan a las tablas correspondientes.

Con los datos y resultados de los cálculos, se ha elaborado una ficha de cada galaxia, y todas ellas se adjuntan a partir de la página 159 en el Apéndice A.

Cada ficha corresponde a una galaxia y en ella, además de los datos y resultados mencionados, se ha incluido:

- La imagen en las bandas óptica e infrarrojo cercano, B, R, J y K de que se dispone en la base de datos del Departamento obtenidos de Nasa/Ipac Extragalactic Data (NED) y otras Bases de Datos.
- La imagen en H α de aquellas galaxias de las que se dispone en la base de datos propias y otras Bases de Datos.
- El espectro bidimensional una vez reducido y calibrado en longitud de onda tal como se ha descrito anteriormente. En el eje x se indica el intervalo espectral en longitudes de onda, es decir, de 6550 Å, hasta 6950 Å. En el eje y se indica la escala espacial de ± 40 kpc a partir del centro de la imagen.
- Gráfica del gradiente de velocidad frente a la distancia al núcleo a lo largo de la rendija del espectrógrafo (Curva de Rotación). Véase sección 4.1
- Resumen de los datos de partida para cada galaxia
- Resumen de los datos calculados para cada galaxia.

Capítulo 4

Determinación de masas de la muestra UCM

Para determinar las masas, se describe la utilización de las medidas realizadas en los espectros para calcular las diferencias de velocidad de rotación en cada galaxia en su perfil de velocidades una vez corregido de inclinación. Estas diferencias de velocidad se han usado para obtener la curva de rotación en aquellas galaxias en las que se observó un campo general de velocidades. Además, en todas las galaxias de la muestra se ha medido la dispersión de velocidades a diferentes distancias del centro de la galaxia.

Es importante mencionar que todas las medidas se han realizado con la línea de emisión $H\alpha$, que es la característica más intensa de los espectros. Medidas similares con el continuo o con otras líneas de emisión o absorción quedan fuera del alcance de esta tesis pero se llevarán a cabo como parte de trabajos futuros tal como se indica la sección 8.

Los tamaños medidos tanto en imágenes ópticas como en el infrarrojo cercano apoyan la idea de que la emisión $H\alpha$ está muy extendida y cubre prácticamente toda la masa visible de las galaxias. Se han incluido las imágenes de que se dispone, tanto en $H\alpha$ como en visible de cada galaxia estudiada, en las fichas del anexo A.

Utilizando la emisión $H\alpha$ procedente de las regiones HII estamos muestreando el disco óptico de las galaxias por lo que en el caso de que la galaxia se extendiese mucho más allá de la emisión, la masa estaría siendo seriamente subestimada.

4.1 Curvas de rotación

Con objeto de muestrear el mayor número de regiones emisoras, la posición y orientación de la rendija del espectrógrafo se han elegido para cada galaxia de acuerdo con los datos del eje mayor y coordenadas del centro disponibles en las tesis doctorales de Álvaro Vitores (1994) y Pablo Pérez González (2003). Para el posicionado de la rendija larga en la toma de los espectros también se ha tenido en cuenta las posibles regiones de formación estelar apreciables en las imágenes de cada galaxia (véase el apéndice A. Fichas) ya que se ha buscado obtener la mejor señal en H α y a la mayor distancia galactocéntrica posible.

Se muestra en las figuras 4.1 y 4.2 imágenes de ejemplo de la orientación de las rendijas. En ocasiones la dificultad al elegir el ángulo de la rendija ha sido determinar el centro geométrico de la galaxia para que la rendija pase a la vez por ese centro y por la zona de interés por la emisión H α .

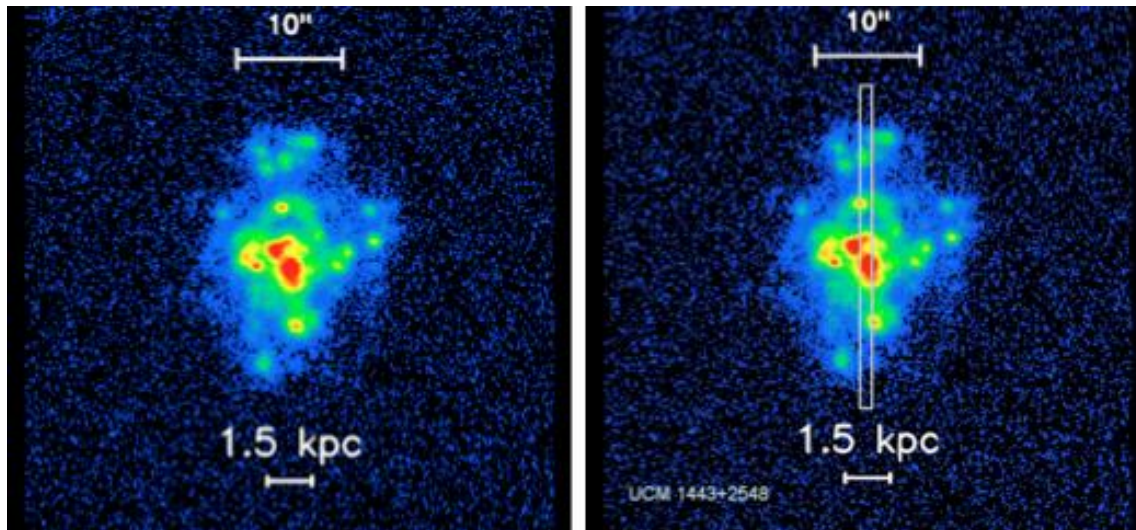


Figura 4.1. Galaxia UCM1443+2548. Imagen en H α donde se marcan las escalas angulares y espaciales (Izda.) y la misma imagen con la rendija larga utilizada en PA=0 grados (dcha.)

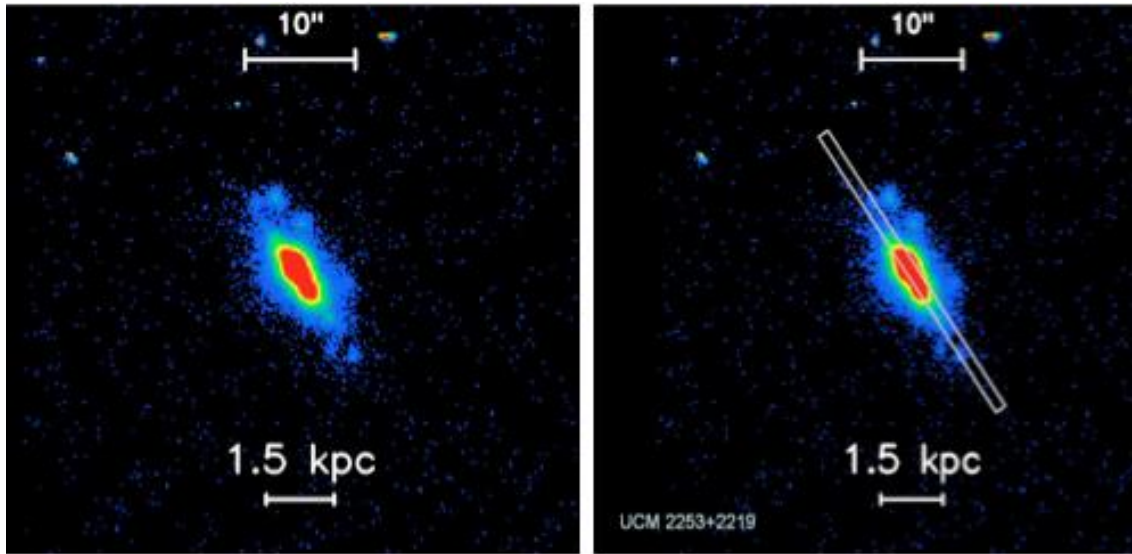


Figura 4.2. Galaxia UCM2253+2219. Imagen en $H\alpha$ donde se marcan las escalas angulares y espaciales (Izda.) y la misma imagen con la rendija larga utilizada en PA=35 grados (dcha.)

Las medidas sobre los espectros monodimensionales obtenidos a lo largo de la rendija proporcionan el centro de la línea $H\alpha$ mediante un ajuste gaussiano. Como los espectros están calibrados en longitud de onda, se puede determinar por efecto Doppler la velocidad de esa región emisora respecto al centro de la galaxia. La diferencia entre la velocidad medida y la velocidad sistémica permite construir la curva de rotación. No ha sido necesario sumar filas para aumentar relación señal/ruido ya que la señal de todos los espectros era suficiente.

Una vez que tenemos calculada la velocidad de rotación a diferentes distancias espaciales del centro de la galaxia simplemente conociendo la escala angular (arcsec/pixel) y su conversión con la distancia de la galaxia, podemos representar dichos valores en un diagrama de forma que en el eje de abcisas tengamos esas distancias en kpc y en el de ordenadas la velocidad de rotación en km/s.

Los valores de las escalas en las galaxias de la muestra utilizada varían desde 1 arcsec equivalente a 0,25 kpc para la galaxia UCM1442+2845 ($z = 0,0123$) hasta 0,76 kpc/arcsec para la galaxia UCM2315+1923 ($z = 0,0385$). En promedio, para las galaxias de este trabajo un segundo de arco equivale a 0,50 kpc.

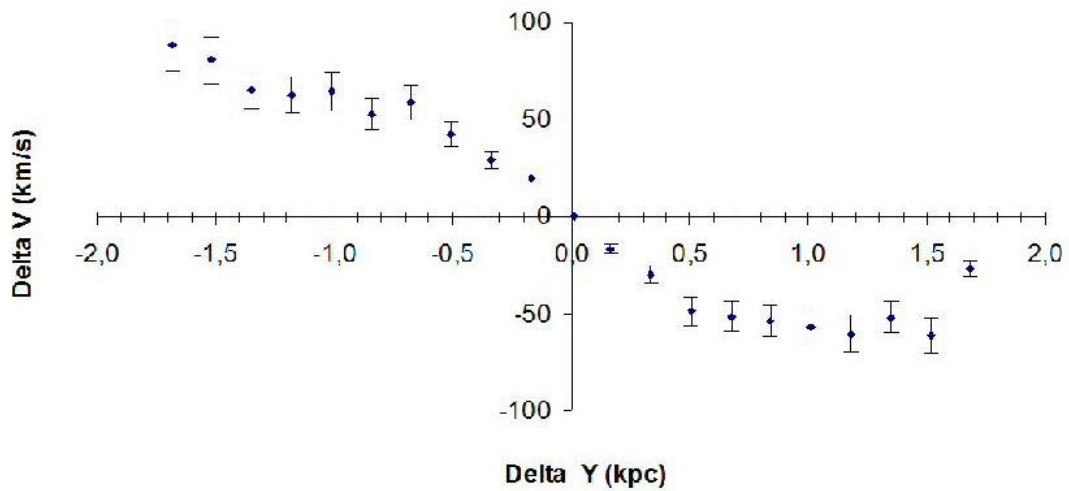


Figura 4.3. Ejemplo de curva de rotación. Galaxia UCM0023+1908

ΔV_{rot} es la velocidad de rotación, en km/s, del extremo del brazo de la galaxia más alejado respecto al centro.

ΔY es el radio del extremo del mismo brazo medido en kpc.

Estos valores y el correspondiente gráfico se han calculado para cada una de las galaxias. Se han incluido en la ficha correspondiente y nos ayudan a determinar qué galaxias tienen curva de rotación y cuáles no, por estar “de cara” principalmente.

Nótese que en las curvas de rotación tenemos valores similares pese a que sus errores sugerirían variaciones aleatorias entre puntos contiguos. La razón es que el paso elegido en dirección espacial es un píxel y no el del “seeing”, equivalente a tres pasos, ya que nuestra escala espacial es de 0,33 arcsec/píxel, por lo que ha habido un efecto de sobremuestreo.

Naturalmente hay galaxias que admiten un alto número de medidas (40 ó 50) debido a su gran tamaño angular, mientras que otras sólo admiten 10 ó 12 antes de que la relación señal ruido impida medir la posición de las líneas al hacerse indistinguibles. Estos valores se han incluido en una hoja de cálculo para cada galaxia tal como figura en el ejemplo del capítulo 11. Otras Tablas.

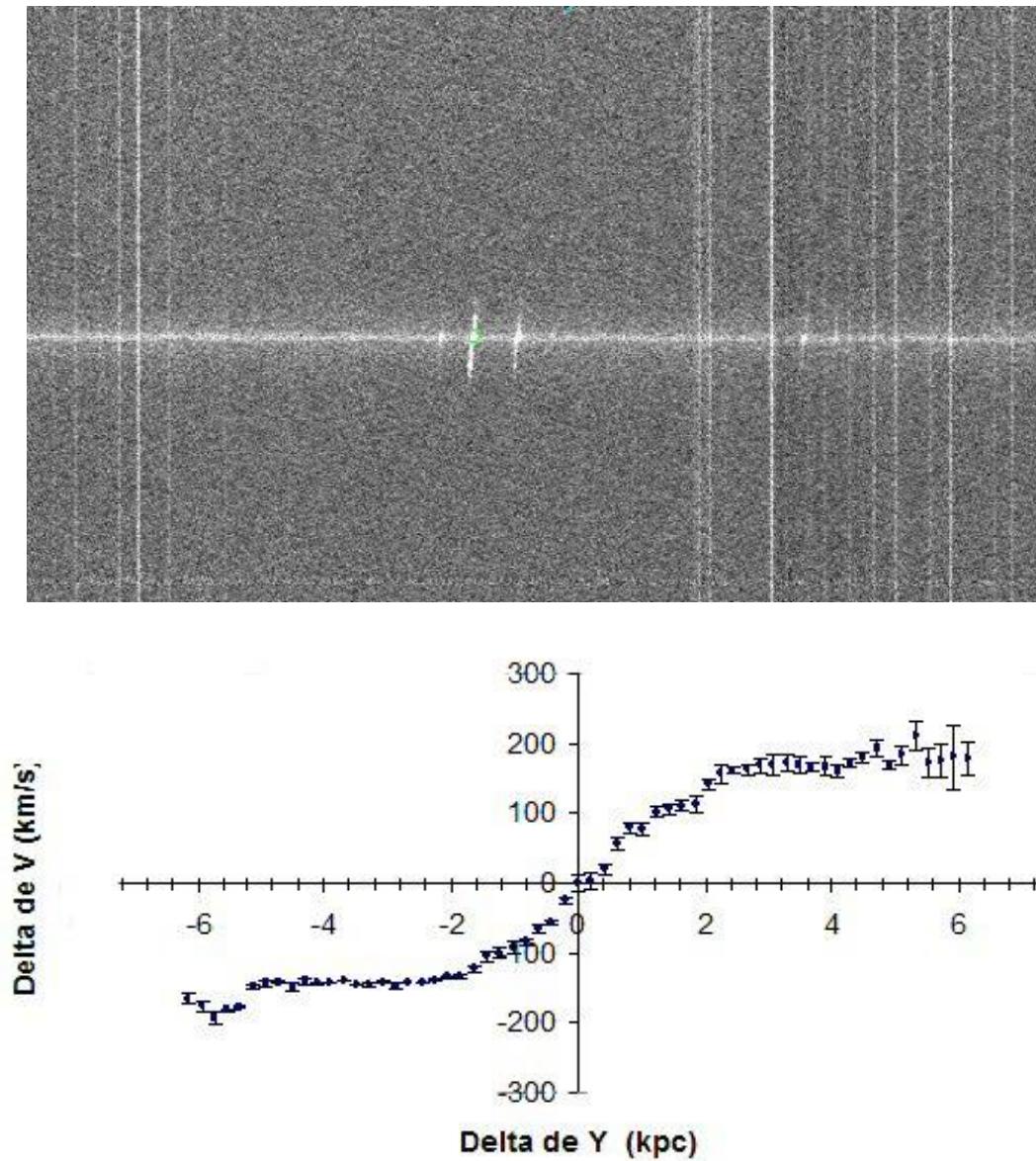


Figura 4.4. Ejemplo de espectro bidimensional y curva de rotación de la galaxia UCM1304+2818. En el eje horizontal se representa en kpc la distancia galactocéntrica. En el eje vertical se representan las diferencias de velocidad en km/s respecto al centro de la galaxia. En este caso se han medido 61 espectros a lo largo de la rendija. Se aprecia como las barras de error en las medidas van aumentando según disminuye la señal en zonas externas del disco óptico en uno de los brazos.

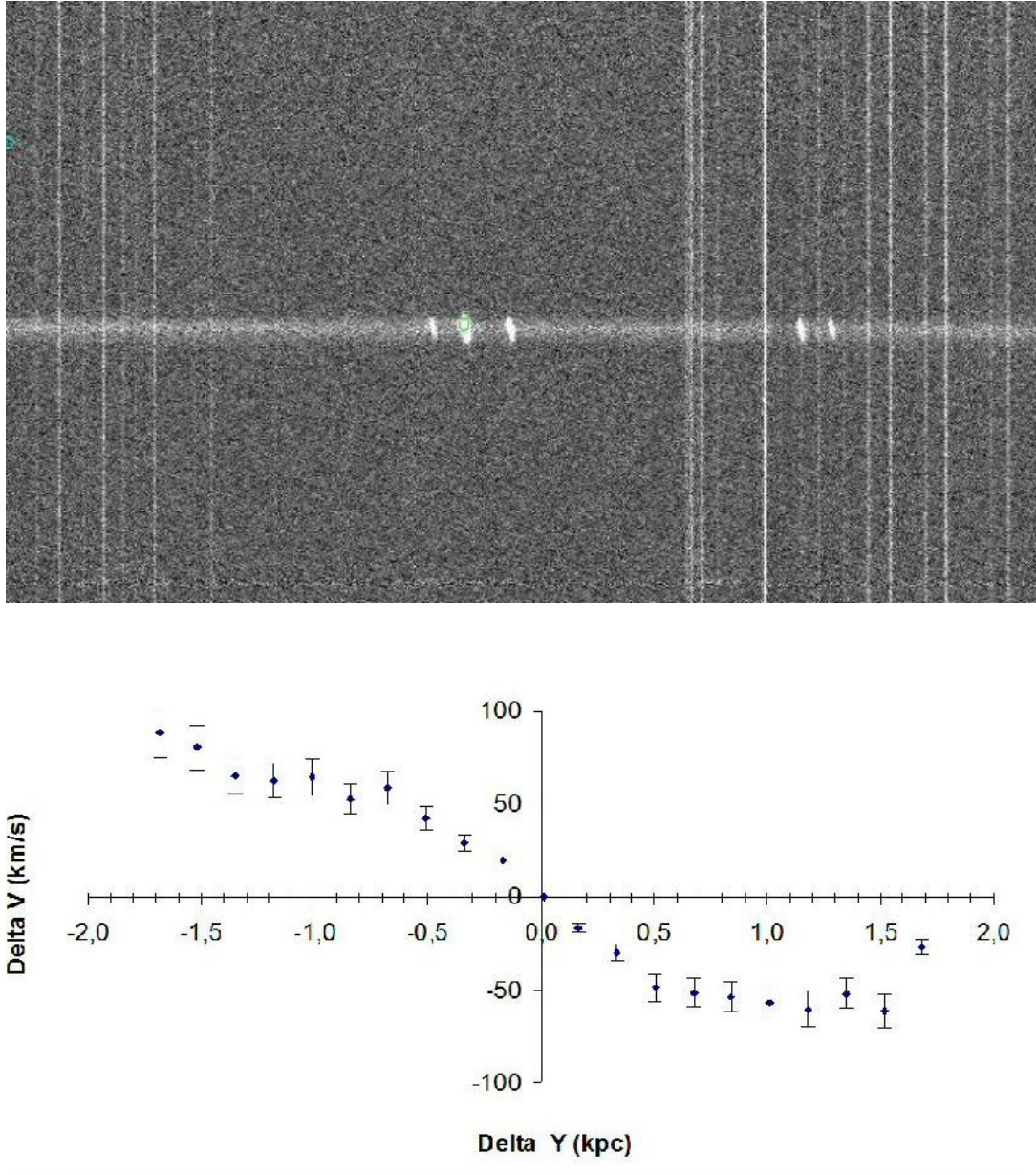


Figura 4.5. Ejemplo de espectro bidimensional y curva de rotación de la galaxia UCM0023+1908. En este caso con sólo 21 medidas disponibles al ser su tamaño inferior a 2 kpc de radio.

Además de los cálculos de masas, del estudio de estas curvas de rotación se obtiene gran cantidad de información relevante de la naturaleza de las galaxias. Por ejemplo, se puede citar:

- Estructura de la galaxia con las pendientes diferenciadas del bulbo y los brazos.
- Influencia de la Materia Oscura que ha sido extensamente estudiada por multitud de autores y que queda fuera del presente trabajo.
- Asimetría de los brazos. Vease la sección 5.3.6.
- De especial interés es el estudio de zonas de discontinuidad y asimetría en los brazos, con Delta de Velocidad (ΔV) que parecen indicar regiones con contra-rotación y en los que hay trabajando varios autores (Volonteri et al. 2000; Eymeren et al. 2011). Se puede apreciar este efecto en las galaxias UCM0119+2156, UCM1312+2954 y UCM2325+2208 que se muestran en las figuras 4.6, 4.7 y 4.8.

UCM0119+2156

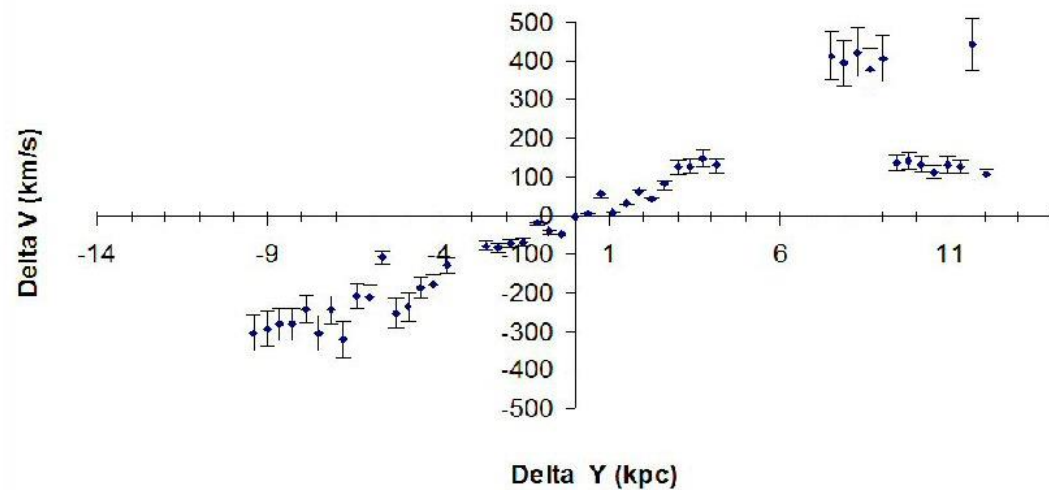


Figura 4.6. Curva de rotación de la galaxia UCM0119+2156 (más información en la ficha 37 del Apéndice A) con zonas de posible discontinuidad.

Esta galaxia es conocida también como IRAS01196+2156. Es una espiral luminosa (Magnitud absoluta en $r=-22.5$), Sy2 (Gallego, 1995), con inclinación de 42 grados y en su perfil de brillo se observa un exceso de luz entre 6 y 11 arcsec que podría deberse a la presencia de brazos subyacentes en el disco. Su morfología corresponde a un tipo Sb, (Vitores, A. 1994).

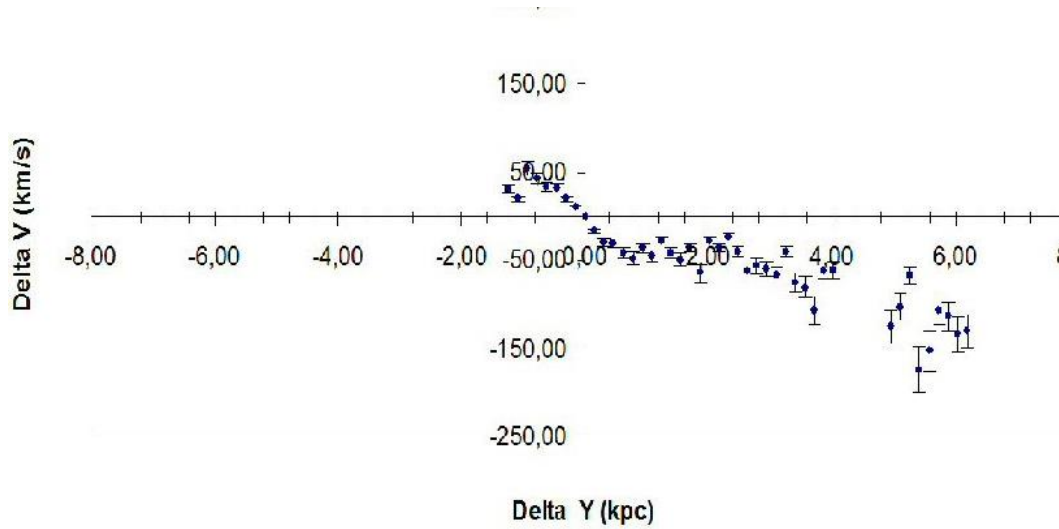
UCM1312+2954

Figura 4.7. Curva de rotación de la galaxia UCM1312+2954 (ficha 87 del Apéndice A) con gran asimetría.

Esta galaxia presenta una gran inclinación, y carece de rasgos específicos en el disco por lo que la emisión procedería de su núcleo de tipo espectral SBN. Ello junto con la información aportada por el resto de los clasificadores morfológicos, indica que se trata de una espiral avanzada de tipo Sc+. (Vitores 1995). Presenta una gran asimetría. Véase el espectro en la ficha 87 del Apéndice A.

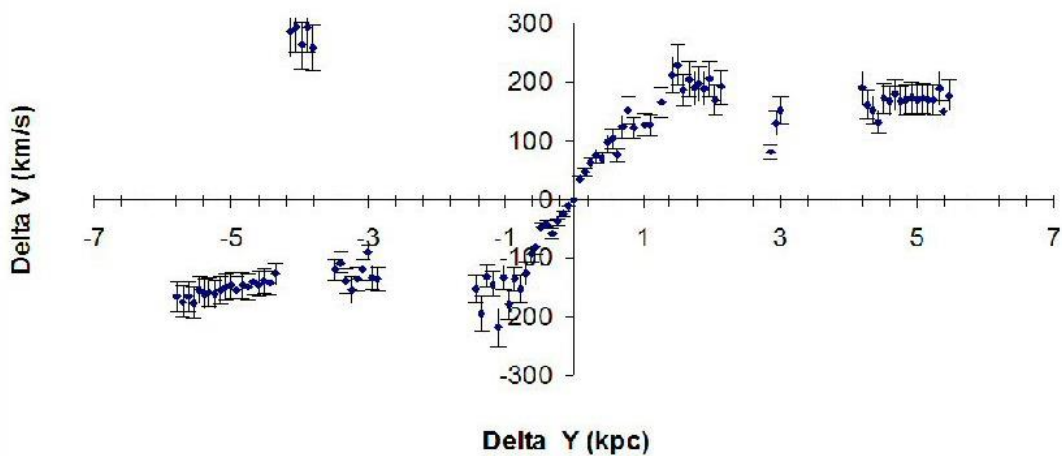
UCM2325+2208

Figura 4.8. Curva de rotación de la galaxia UCM2325+2208 (ficha 159 del Apéndice A) con zonas de posible contra-rotación.

Esta galaxia también denominada NGC 7678, clasificada como SAB(rs)c en el RC3 (Vaucouleurs et al., 1991), también UGC12614 y KUG2325+221 de la lista XI de la exploración de Kiso (Takase & Miyauchi-Isobe, 1990) donde aparece como espiral con regiones HII. Aparece como espiral barrada con núcleo intenso y concentrado y brazos prominentes con varias regiones HII. Clasificación morfológica SBc+.

El estudio de las curvas de rotación de galaxias a diferentes desplazamientos al rojo ha sido abordado en numerosos trabajos y Tesis Doctorales (Metevier 2003) pero con diferentes objetivos, como Eymeren, J. et al. (2011) en “*Lopsidedness in WHISP galaxies 2. II. Morphological lopsidedness*”, estudia que la distribución de las estrellas y el gas en muchas galaxias es asimétrica. Se estima que este llamado desequilibrio afecte significativamente la dinámica y la evolución del disco, incluyendo la actividad de formación de estrellas. Encuentran que las galaxias de tipo temprano tienden a ser más, morfológicamente, desequilibradas que las galaxias de tipo tardío. Ambos resultados juntos indican un origen en las mareas para el desequilibrio. Esta conclusión se obtiene en ambos trabajos.

Esta asimetría se aprecia claramente en los espectros y curvas de rotación de nuestra muestra, tal y como se ve en las figuras de cada una de las fichas de las galaxias en el apéndice A.

Otros estudios de galaxias a alto desplazamiento al rojo donde no disponen de resolución para obtener curvas de rotación, como el presentado por Price et al. de Astronomy Department at UC Berkeley, en el Congreso de la IAU 2015 en Honolulu “*The Mosdef Survey: Masses And Kinematic Structures Of Star-Forming Galaxies At $1.4 \leq z \leq 2.6$* ”, aborda la cuestión sobre como están relacionadas la masa barionica (estelar y de gas) y la dinámica. Examinan el gas y la cinemática estelar en las galaxias a $1.4 \leq z \leq 2.6$ usando mediciones de las líneas de emisión y absorción en los dos primeros semestres de MosDef en combinación con las medidas estructurales de imágenes HST/CANDELS F160W. Además, miden la cinemática estelar tanto en galaxias con formación estelar y en reposo. El uso de estos métodos, permite derivar las masas dinámicas, y las comparan con las masas bariónicas, (estelar (aquí M_*), mas gas (aquí M_{gas}) ($M_* + M_{\text{gas}}$)) de las galaxias. Se derivan las Masas de gas a partir de las tasas de formación estelar (SFR, de sus siglas en inglés *Star Formation Rate*) que se obtienen de las medidas de $H\alpha$ corregidas de extinción a partir del decremento de Balmer y usando la relación de Kennicutt (1998). Usando esta comparación de masas, acotan la estructura física (es decir, V/σ) de las galaxias para las que no se resuelven la rotación.

Sus resultados se analizan en detalle en relación con los nuestros en el punto 6.6. de este trabajo.

4.2. Dispersión de velocidades

Cuando se obtiene el espectro de una galaxia muy lejana, lo normal es que la rendija del espectrógrafo cubra prácticamente todo el objeto. En estos casos no es posible obtener una curva de rotación y se utiliza la dispersión de velocidades como aproximación alternativa para tener una idea de la cinemática del sistema. Esta dispersión de velocidades se obtiene suponiendo que el ensanchamiento de la línea es principalmente debido al pozo de potencial gravitatorio que está experimentando el material que emite en la línea utilizada para la emisión.

El uso de la dispersión de velocidades de las líneas de emisión como estimación del potencial gravitatorio en galaxias con formación estelar es controvertido. El tema ha sido analizado por muchos estudios, y si bien algunos autores consideran injustificado tal uso, otros autores han encontrado una relación entre la dispersión de velocidades de las líneas de emisión y las estimaciones alternativas de la masa del objeto. Barton & van Zee (2002) y Metevier (2003), por ejemplo.

La dispersión de velocidades se ha introducido en el análisis desde el primer momento con el objeto de obtener resultados definitivos ya que el estudio se ha aplicado a la muestra total de galaxias con espectroscopía de alta resolución.

La dispersión de velocidades σ_i en cada punto, se determina mediante un ajuste gaussiano para una línea dada de longitud de onda λ_i corregida para el desplazamiento al rojo y la resolución instrumental, de forma que:

$$\sigma_i = \sqrt{FWHM_i^2 - R_i^2} \frac{c}{2,35\lambda_i(1+z)} \quad [4.1]$$

Donde

- $FWHM_i$ es la anchura a media altura de la señal del espectro determinada mediante un ajuste gaussiano que realiza *splot* en cada corte que, aunque medido en píxeles, lo expresamos en Å mediante la equivalencia de nuestra dispersión espectral de 0,39 Å/píxel para MAY97 y AGO98 y de 0,47 Å/píxel para DIC07 y MAR08.
- R_i es la resolución instrumental en Å, obtenida mediante la anchura a media altura de la línea del arco de calibración utilizado.
- z es el desplazamiento al rojo de la galaxia correspondiente
- c la velocidad de la luz en km/s

Uno de los parámetros incluidos en estas relaciones y que debe ser bien determinado es la resolución instrumental R_i . Una forma de estimar esta resolución es utilizar las líneas de cielo presentes en los propios espectros de las galaxias. Desafortunadamente, las pocas líneas de cielo detectables en los espectros tienen mucho ruido, por lo que hemos utilizado las líneas de los arcos CuAr. Con objeto de tener la mejor precisión posible en la calibración en longitud de onda, estos arcos se tomaron con una rendija de anchura de 0,8 arcsec, inmediatamente antes y después de los espectros de los objetos. El “*seeing*” durante las observaciones de las galaxias fue siempre mayor o igual a 1 arcsec. En consecuencia, la rendija para las galaxias se fijó en 1 arcsec como compromiso entre resolución espectral y señal registrada.

Las resoluciones instrumentales varían entre campañas e incluso entre noches. Por ejemplo, la noche del 1 de Agosto de 1998, tenemos los ficheros de los arcos de referencia r122t y r160t para la primera y segunda mitad de la noche respectivamente. En la línea correspondiente a $\lambda = 6719,2 \text{ \AA}$ del fichero r122t, tomamos 10 medidas de su anchura a media altura (FWHM) mediante la tarea *splot* de IRAF. Los valores obtenidos varían entre 0,90 y 1,47 \AA , por lo que la media es $R_i = 1,21 \pm 0,06$ que usamos en la expresión anterior de la dispersión de velocidades. Este valor equivale a $23 \pm 1 \text{ km/s}$ al aplicar la transformación,

$$\sigma = \frac{FWHM}{2,35} \frac{c}{\lambda} \quad [4.2]$$

De igual forma para la segunda mitad de la noche, en la línea correspondiente a $\lambda = 6719,2 \text{ \AA}$ del fichero r160t, tomamos 10 medidas de su anchura a media altura (FWHM) mediante la tarea *splot* de IRAF. Los valores medidos varían entre 0,83 \AA y 0,96 \AA , por lo obtenemos $R_i = 0,91 \pm 0,01 \text{ \AA}$ que equivale a $17,2 \pm 0,2 \text{ km/s}$. A partir de estos valores y corrigiendo las diferentes anchuras de rendija, se obtuvieron las resoluciones instrumentales R_i de los espectros de cada una de las observaciones de las galaxias. Estos valores resultaron ser de $28,7 \pm 1,2 \text{ km/s}$ y de $21,5 \pm 0,2 \text{ km/s}$ para los correspondientes grupos de espectros de la campaña de AGO98.

El valor final de σ utilizado, es la media, ponderada por el flujo, de todos los valores de la línea de emisión de H α según la expresión:

$$\sigma = \Sigma_i (Q_i \sigma_i) / \Sigma Q_i \quad [4.3]$$

Este valor en km/s es la dispersión de velocidades que utilizamos en la sección siguiente para calcular la masa virial.

4.3. Masa virial

Tal y como hemos visto, la dispersión de velocidades de las líneas de emisión, σ en km/s, medida en la sección anterior, da información muy valiosa sobre la cinemática interna de las galaxias. Asumiendo que esta dispersión de velocidades está originada en el pozo de potencial gravitatorio y que el efecto de la turbulencia es despreciable, la hemos utilizado para estimar las masas por el teorema del Virial y esta calculada bajo la asunción de homología dinámica con la expresión:

$$M_{vir} = C_2 \sigma^2 R_e \quad [4.4]$$

donde $C_2 = kG^{-1}$ siendo k una constante que depende de la geometría (Bender et al. 1992) y R_e es el radio efectivo en kpc de la galaxia. La constante estructural k varía con los diferentes perfiles de densidad superficial de la galaxia. Dicha constante k es usualmente considerada entre los valores 3 y 5 incluyendo el efecto de la materia oscura y la forma del perfil de la dispersión de velocidades σ (Cappellari et al. 2006; Gallazzi et al. 2006; van der Wel et al. 2006). Todos ellos asumen una misma constante k para cada muestra por homología dinámica. Según apliquemos estos valores 3 a 5, el logaritmo de la masa virial calculada por los diferentes autores varía en un factor entre 0 y 0,22 lo que supone 0,1 dex máximo en los gráficos correspondientes de la sección 6.

Así, Peralta et al. (2015) utiliza un valor de 5,0 para galaxias elípticas masivas y Taylor et al. (2010) toma el valor de 4,0 para la morfología de la muestra del SDSS utilizada. En nuestro caso, hemos asumido la constante $k=4,8$ que fue ya utilizada por Guzmán et al. (1996) para una muestra de galaxias con formación estelar a desplazamiento al rojo intermedio debido a que el perfil de brillo superficial es consistente con una ley exponencial (Koo et al. 1994) y adoptado por Guzmán et al. (1997) para las galaxias de la muestra UCM. Este valor numérico podría haberse tomado ligeramente diferente, pero no se ha hecho por no suponer ningún cambio fundamental y en aras de ser comparables con Guzmán et al. (1997).

Es importante tener en cuenta que si el proceso de formación estelar no ocurre globalmente, la dispersión de velocidades de la línea de emisión y el radio efectivo considerados pueden ser subestimados y por lo tanto el tamaño de la galaxia y su potencial gravitatorio. Por esta razón Taylor et al. (2010) proponen utilizar una masa virial “corregida de estructura”. En este trabajo nosotros hemos considerado homología dinámica pero hemos calculado la correspondencia con las masas estelares separadamente para las galaxias de la submuestra tipo HII y para la tipo Disco. Véase la sección 6.4 donde se aprecia que la masa virial es menor que la masa estelar para valores menores de 10^{10} para la muestra tipo Disco en la figura 6.5 (IMF de Chabrier).

A la masa obtenida de esta forma la hemos denominado “Masa virial”. Aplicado el proceso a todas las galaxias de la muestra, obtenemos dicha masa virial para cada una de las galaxias y se obtienen los valores relacionados en la tabla 11.2. del capítulo 11. Otras Tablas.

4.4. Masa dinámica

En el caso de que una galaxia presente una curva de rotación clara, entonces se puede aplicar el método estándar y utilizar la rotación de la galaxia para hacer una estimación de su masa. La masa obtenida mediante la curva de rotación se denomina con el nombre de masa dinámica, M_d .

Hay que resaltar de nuevo que la curva de rotación utilizada está basada en una línea de emisión (en este caso $H\alpha$), lo cual es muy frecuente en galaxias con alto desplazamiento al rojo, pero no tiene por qué coincidir con la curva de rotación que se pudiese obtener, por ejemplo, en hidrógeno neutro.

Aun así, la estimación de la masa dinámica que se obtiene es bastante fiable y ha sido utilizada por muchos autores tanto en el universo local como en galaxias lejanas, tal como Pisano et al. (2001) y Metevier (2003).

Pisano et al. (2001) en “*The Gas Content And Kinematics Of Nearby Blue Compact Galaxies: Implications For Studies At Intermediate And High Redshift*”. Realiza un estudio de las masas dinámicas y el contenido de gas de 11 galaxias de la muestra UCM mediante espectroscopía en 21 cm con el radiotelescopio de Arecibo

Tabla 4.1 Masas dinámicas con HI y con $H\alpha$

UCM#	log M dinámica HI	Log M dinámica $H\alpha$
0014+1829	10,41±0,07	8,26±0,05
0040+0220	10,15±0,03	8,63±0,07
0056+0043	9,70±0,11	9,00±0,09
0135+2242	10,64±0,21	9,59±0,12
0148+2124	10,38±0,02	8,10±0,04
0159+2354	10,08±0,01	8,71±0,07
2251+2352	11,00±0,09	10,69±0,16
2304+1640	9,90±0,03	10,21±0,14
2325+2318	10,40±0,03	10,60±0,16
2329+2512	10,08±0,05	8,46±0,06
2351+2321	10,18±0,05	10,49±0,15

La finalidad es ver la fiabilidad de la estimación de masas derivada del uso de las líneas de emisión en el óptico, en particular de las galaxias compactas azules con formación estelar en desplazamientos al rojo intermedios ($0,1 < z < 1$).

Para poder comparar las masas dinámicas han utilizado un factor de conversión del radio efectivo de la muestra UCM según Vitores et al. (1996a, 1996b) multiplicandolo por un factor 1.8 para conseguir el R_{HI} que se ajusta al radio del gas molecular según observaciones de Broeils (1992). Si comparamos las masas dinámicas así calculadas con HI con las calculadas por nosotros en este trabajo mediante $H\alpha$ tenemos los valores de la tabla 4.1

Los autores encuentran que la relación entre líneas de emisión de HII y HI 21cm, $\mathcal{R} = W_{20}(HII)/W_{20}(HI)$ es sistemáticamente menor que la unidad con un valor medio de $\mathcal{R} = 0,66 \pm 0,16$. La explicación es que el gas ionizado esta más concentrado en el centro que el gas neutro dentro del potencial gravitacional por lo que hay que corregir por este factor para las masas y que sea consistente también con la relación Tully-Fisher. Por esta razón concluyen y estamos de acuerdo en este trabajo, que una mayor muestra y con mayor resolución espacial es necesaria para entender mejor la estructura interna de estas galaxias y ayudar a determinar la masa total de gas disponible en ellas para formación estelar.

La masa dinámica de cada galaxia la calculamos a partir de la expresión:

$$M_d = \Delta V_{rot}^2 \Delta R / G \quad [4.5]$$

Donde

- ΔV_{rot} es la velocidad de rotación, en km/s, del extremo del brazo de la galaxia más alejado respecto al centro es decir la mayor de todas las calculadas a lo largo del perfil de la galaxia.
- ΔR es el radio del extremo del mismo brazo medido en kpc
- G es la constante de gravitación Universal en $N m^2 kg^{-2}$

Para expresar la masa dinámica M_d en masas solares, debemos pasar todas las unidades al mismo sistema de unidades de manera que queda: ΔV_{rot} en cm/s, ΔR en cm, G en el sistema CGS o lo que es lo mismo en $dyn cm^2 g^{-2}$. Como el Newton (N) es el kilogramo-metro por segundo cuadrado y la dina (dyn) es el gramo-centímetro por segundo cuadrado, tenemos que $1 dyn = 10^{-5} N$.

Y teniendo en cuenta que una masa solar son $1,9892 \cdot 10^{33} g$, obtenemos finalmente la masa dinámica M_d en masas solares M_{\odot} . Las masas dinámicas así calculadas se incluyen en la tabla 11.2. del capítulo 11. Otras Tablas

Es necesario, además realizar la corrección de la inclinación de cada galaxia, ya que lo que estamos midiendo es la proyección de la velocidad de rotación.

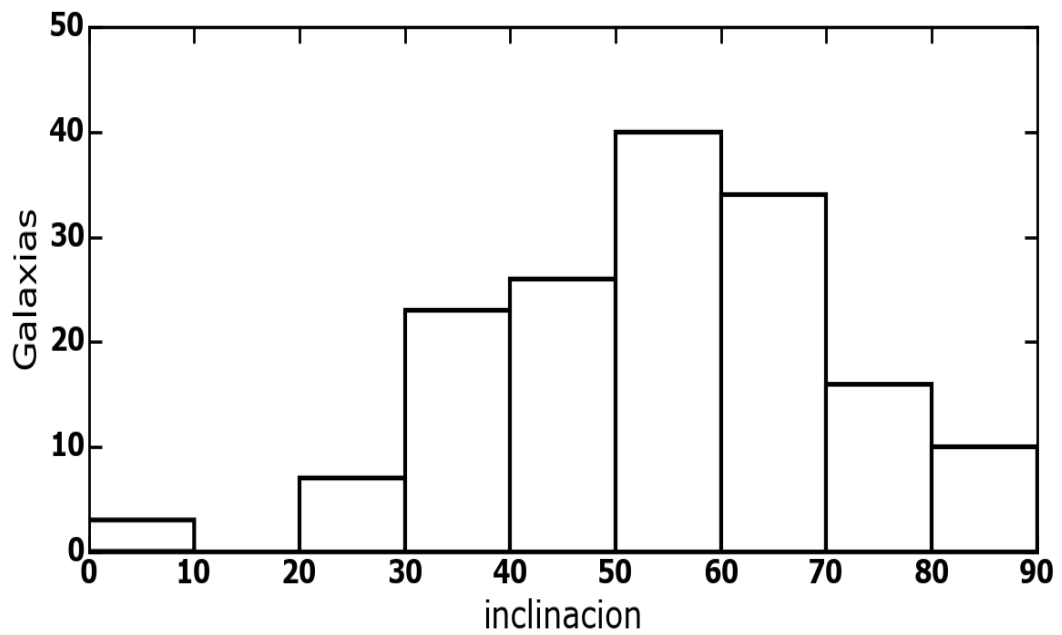


Figura 4.9. Histograma de inclinación de las galaxias de la muestra.

Para obtener la inclinación de cada galaxia de este estudio hemos utilizado la relación establecida por Tully & Fisher (1988) y González (2003).

$$i = \arccos \left(\sqrt{\frac{\left(\frac{b}{a}\right)^2 - 0,2^2}{1 - 0,2^2}} \right) + 3 \quad \text{en grados} \quad [4.6]$$

Los valores de los semiejes b y a de cada galaxia son los medidos por Vitores (1994) en la isofota de $24,5 \text{ mag arcsec}^2$ en la banda r de Gunn. Estos valores han sido utilizados para el cálculo de la inclinación del disco de las propias galaxias.

Los valores calculados de inclinación se incluyen en la tabla 11.1 del capítulo 11. Otras Tablas donde figuran, además de la denominación de la galaxia y el nombre del fichero del espectro original, los valores medidos por Vitores (1994) tanto del semieje a como del b y sus errores. En la columna “*inclinación en grados*” figuran los valores aquí calculados mediante la ecuación [4.6] de Tully & Fisher (1988). Los errores figuran en la columna siguiente y han sido calculados por propagación de los anteriores en la misma fórmula. Una estimación conservadora establece un valor promedio del 5% en dicho error. Además se incluyen en esta tabla los tipos espectrales y morfológicos de cada galaxia.

4.5. Estimación de errores

Un excelente trabajo sobre los errores en estos cálculos ha sido elaborado por Y. Sofue. (2011) en el estudio “*Accuracy Diagrams for the Galactic Rotation Curve and Kinematical Distances*”. Para determinar la curva de rotación galáctica y las distancias cinemáticas de velocidades radiales y movimientos propios ha construido "diagramas de precisión" para mostrar las distribuciones en el plano galáctico de incertidumbres esperadas en las cantidades calculadas tales como velocidades de rotación y las distancias cinemáticas.

Ha determinado que los posibles errores sistemáticos, movimientos no circulares de la barra, brazos espirales, movimientos aleatorios, efectos de marea de las galaxias compañeras, etc., se superponen en la curva de rotación. Tales efectos causan errores sistemáticos en las cantidades determinadas, y afectan al análisis de errores.

En el presente trabajo, los errores de cada una de las masas han sido determinados por propagación de los errores incluidos en los cálculos, ya que cada valor que interviene en ellos va acompañado de su incertidumbre.

4.5.1. Errores de las masas estelares

El error del valor de ΔR viene determinado por la precisión de la medida de la distancia. En la base de datos del Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera de la UCM la incertidumbre de las masas estelares es siempre menor del 8% (Tesis Pérez-González 2003).

Sin embargo en los valores de la actualización de 2013 los valores para las barras de error de las masas estelares están calculados directamente de los valores máximo y mínimo de los cálculos según la fórmula [2.2], tanto para la IMF de Salpeter (Salpeter, 1955) como para la IMF de Chabrier (Chabrier, 2003). Vease sección 2.6.

4.5.2. Errores de las masas con espectros colapsados

Como no se hicieron los espectros de errores, tenemos que calcularlos.

El efecto de los errores aleatorios en los espectros de objetos astronómicos puede estimarse mediante simulaciones de Monte Carlo. Para ello basta con generar espectros sintéticos a partir de los espectros de datos originales, introduciendo en cada píxel ruido gaussiano con una amplitud correspondiente a la raíz cuadrada de la varianza. En particular, dado un espectro concreto de datos $S[j]$ (donde j es el número de píxel) y su correspondiente espectro de varianzas $\sigma[j]$, podemos crear espectros sintéticos definidos como

$$Q[j] = S[j] + R \sigma[j] \quad [4.7]$$

Donde $R \sigma[j]$ es una función que reproduce ruido gaussiano de amplitud $\sigma[j]$. Si generamos un número N_{simul} de espectros sintéticos suficientemente grande, es posible estimar el error en los índices como la desviación típica no sesgada de las N_{simul} medidas de cada índice (en la práctica N_{simul} suele ser 100, aunque nosotros hemos hecho 1000 para este trabajo). El método descrito es muy sencillo y basta con disponer de una función $R(\sigma)$ que reproduzca adecuadamente el ruido gaussiano utilizando números aleatorios.

Para ello utilizamos las funciones "*leefits-new*" y "*midelines*" del paquete *REDUCEME* (Cardiel, N. 1999. Tesis). Con el script "*mido32.py*", en Python, calculamos el error de la medida de la dispersión de velocidades σ , mediante la generación de un espectro sintético que sumado al original, nos permite ver el error en el ruido, así como en la señal ($H\alpha$ en nuestro caso), y con el error del FWHM podemos propagar los errores en la fórmula:

$$\sigma_i = \sqrt{FWHM_i^2 - R_i^2} \frac{c}{2,35\lambda_i(1+z)} \quad [4.8]$$

Este método ha resultado muy útil, comprobando su aplicabilidad en las masas colapsadas de las galaxias de menor tamaño de la muestra UCM, donde la rendija espectral cubre la mayor parte del tamaño aparente de esa galaxia, pero no así en las de mayor tamaño con grandes curvas de rotación, donde el colapso de todos los cortes de dicha curva en el espectro hace que el error de la FWHM y por lo tanto de la dispersión de velocidades total, según la formula de mas arriba, esté sobreestimado.

4.5.3. Errores de las masas viriales

Hemos calculado la incertidumbre de la medida de FWHM con diez medidas en cada corte de la rendija y su determinación estadística de la desviación típica.

Esto nos da la tendencia y los valores máximos que, con un criterio conservador, podemos aplicar a todas las galaxias. Estos son el 5% para las galaxias tipo HII y del 10% a las tipo "disco".

Una vez decidido aplicar el $\Delta FWHM$ del 5% para las galaxias tipo HII y del 10% a las tipo "disco", hemos propagado los errores tanto en la formula de la dispersión de velocidades σ (que tiene en cuenta también la resolución instrumental del 3%, como en la formula de la masa virial que toma en cuenta el error del radio efectivo R_e (del 4%

según Vitorres 1994), y resultan las precisiones en la determinación de las masas viriales que se listan en la Tabla 4.2.

Tabla 4.2 Precisiones en la determinación de las masas viriales

Tipo de galaxia	Precisión M_{vir}
HII	20%
Disco	30%

Capítulo 5

Relación entre masas y otros parámetros estructurales

5.1. Importancia del análisis de las masas

El parámetro fundamental que gobierna la evolución de una galaxia no es su luminosidad, sino su masa. La luminosidad es una propiedad que puede variar rápidamente en una galaxia. Es fácil comprobar con cualquier modelo de la literatura que en unos cientos de millones de años un brote de formación estelar puede cambiar su luminosidad en varias magnitudes. La aparición y evolución de fenómenos de formación estelar puede provocar que el brillo de una galaxia varíe substancialmente a lo largo de su vida evolutiva. Sin embargo, la masa es una propiedad de las galaxias que se presenta en un rango enorme de valores, desde 10^7 masas solares a 10^{12} masas solares. La masa de una galaxia es difícil de modificar de manera significativa a lo largo de la evolución del sistema, de manera que una galaxia de 10^8 masas solares no se convierte fácilmente en una galaxia de 10^{10} masas solares. Una fusión de dos galaxias de igual masa dará lugar a un objeto resultante con el doble de masa que uno de los originales, pero el orden de magnitud de la masa del sistema sigue siendo el mismo. De esta forma, la masa de una galaxia se convierte casi en una invariante, lo que nos permite comparar muestras de galaxias de masas similares a diferentes desplazamientos al rojo. Si queremos conocer las propiedades de las galaxias con formación estelar del universo local y utilizarlas como referencia para otros estudios, es fundamental que conozcamos lo mejor posible las masas de las galaxias que componen la muestra.

Una primera aproximación para estimar las masas de las galaxias de la muestra UCM tuvo lugar cuando las masas estelares de una fracción importante de las galaxias UCM fueron calculadas por primera vez por Pérez-González (tesis doctoral 2003) e incluidas en la base de datos de la exploración UCM. En este trabajo se han calculado y

actualizado las masas estelares para todas las galaxias de la UCM, según se describe en la sección 2.6.

En el trabajo presente se extiende el análisis de las propiedades de las galaxias de la muestra UCM abordando el estudio de las masas, tanto dinámicas (por curvas de rotación) como viriales (cinemática interna) mediante espectroscopia de alta resolución en la zona del espectro en torno a la línea $H\alpha$. En la figura 2.6. se muestra el histograma de masas estelares de la muestra UCM. Se aprecia claramente que las galaxias tipo “Disco” tienen masas mayores que las tipo “HII”.

5.2. Comparación de masas en diferentes campañas

Antes de avanzar en la deducción de resultados a partir de las masas viriales obtenidas para nuestra muestra de galaxias, se llevó a cabo un test del método utilizado con el fin de evaluar la fiabilidad de los valores obtenidos.

Con el fin de evaluar posibles efectos sistemáticos asociados al *setup* instrumental usado en diferentes campañas de observación, se han comparado los resultados obtenidos de las masas viriales para 29 galaxias observadas en mayo de 1997, con las masas viriales obtenidas para las mismas galaxias repetidas en marzo de 2008. Es digno de mención que en la campaña de 2008 se repitieron los objetos pero las observaciones espectroscópicas se llevaron a cabo con diferentes ángulos de posición de la rendija larga, con diferentes arcos de calibración y diferentes cámaras y detectores, tal como se describe en el capítulo 3.1. El objetivo fue utilizar estos espectros para comparar los datos de campañas de observación con diez años de diferencia.

Tal como se detalló en la sección 3.1 titulada “Campañas”, todas las campañas se realizaron con el espectrógrafo IDS del telescopio INT. Las observaciones de Mayo de 1997 y Agosto de 1998 fueron realizadas con cámara de 500 mm de focal y detector CCD TEK 3 (en dirección espectral: 1024 píxeles). Las observaciones de Diciembre de 2007 y Marzo de 2008 fueron realizadas con cámara de 235 mm y detector CCD EEV10 (en dirección espectral: 4096 píxeles). Para las cuatro campañas el número de píxeles disponibles en la dirección espacial fue de 1024 píxeles, de ellos 400 útiles.

En las cuatro campañas de observación la red de difracción utilizada ha sido la misma (R1200Y), con una dispersión en la λ central de 35,2 Å/mm equivalente a una dispersión de 0,47 Å/píxel. Pese a utilizar dos cámaras diferentes en el espectrógrafo, nos da prácticamente la misma resolución espectral de 1,17 Å en las campañas de 2007-2008 que los 1,18 Å en las de 1997-98. La escala espacial de la cámara de 235 mm es de 0,4 arcsec por píxel. Más información sobre los componentes del espectrógrafo IDS del telescopio INT se puede encontrar en:

http://www.ing.iac.es/Astronomy/instruments/ids/idsgrat_tables.html

El proceso completo de la reducción de espectros aplicables a ambas campañas comparadas (AGO97 y MAR08) está descrito en la sección 3.2 Procesado de las observaciones.

Pese a haber utilizado varios elementos instrumentales diferentes, se han obtenido valores similares dentro de un 5% de incertidumbre. En la Figura 5.1 se representan para cada galaxia la masa virial (en logaritmo) ponderada por flujo obtenida en la campaña de marzo de 2008 frente a mayo de 1997.

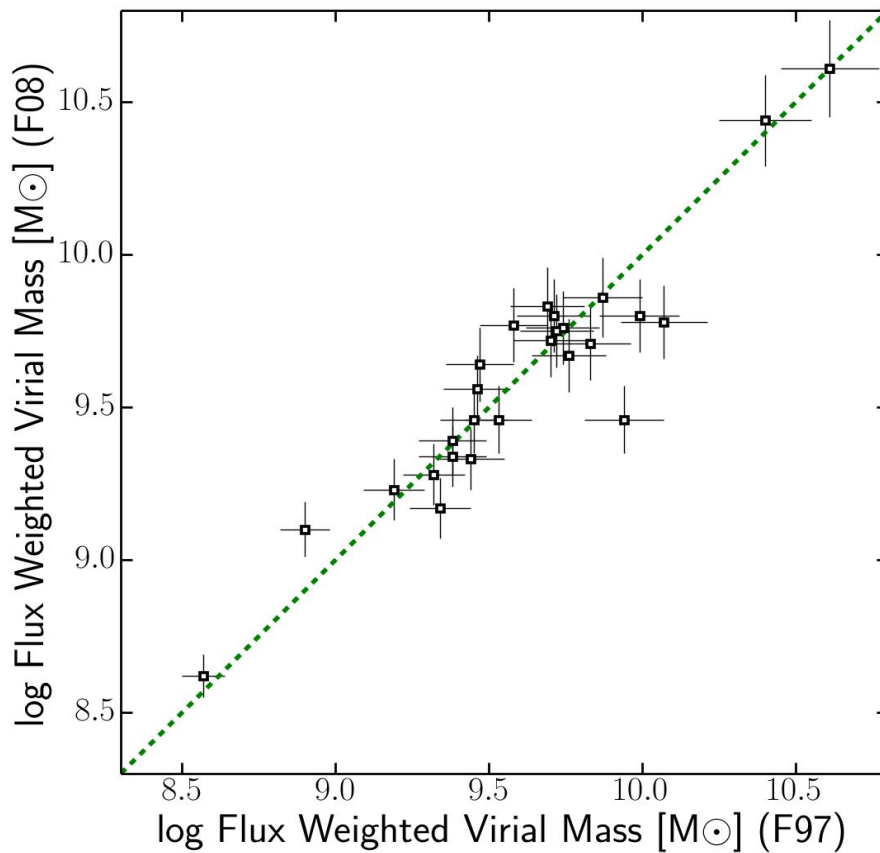


Figura 5.1. Comparación de masas viriales de las campaña de 1997 con la campaña de 2008.

Nótese que todos los valores se dispersan en torno a la línea 1:1 y que además no hay ningún objeto para el que se hayan obtenido dos valores muy discrepantes. Todo ello pese a que las masas de los objetos de la muestra cubren un rango de más de un factor 100. Para cada punto de la gráfica se han representado el error aleatorio y de computación estimados durante el proceso de reducción.

Esta coherencia de los resultados obtenidos en dos campañas tan diferentes (separadas más de 10 años) nos ayudó a confiar en la robustez de nuestro método frente

a posibles efectos sistemáticos relacionados con el proceso de toma de datos y la posterior reducción de los mismos.

5.3. Relación de masas viriales con otros parámetros

Dado que la masa es un parámetro fundamental en la evolución de una galaxia, es interesante explorar las posibles relaciones con otros parámetros considerados como estructurales. De hecho, las propiedades físicas globales de las galaxias (tamaño, masa, luminosidad) tienden a seguir unas determinadas relaciones de escala que pueden utilizarse para obtener información sobre una muestra concreta. Este tipo de estudio se ha llevado a cabo ya para muchas otras muestras, pero la muestra de galaxias UCM es una muestra muy representativa de las galaxias con formación estelar del Universo Local, y por lo tanto es de interés como muestra de referencia para estudios sobre galaxias con formación estelar en otras épocas del Universo.

En los siguientes apartados vamos a estudiar la relación entre la masa virial ponderada por flujo, calculada según lo indicado en la sección 4.3 y otros parámetros de cada galaxia (relacionados en la Tabla 11.4 del Capítulo 11. Otras Tablas) que han sido tomados de los trabajos previos de caracterización de la muestra UCM (véase capítulo 2). En concreto, los parámetros estructurales considerados fueron obtenidos y estudiados en las siguientes referencias:

Magnitudes aparentes en la banda r de Gunn	(Vitores, A. 1994)
Magnitudes absolutas en la banda B de Johnson medido dentro de la isofota 24,5 mag/arcsec ²	(Pérez-González, P. 2003)
Radios efectivos de cada galaxia, r_e en kpc	(Pérez-González et al. 2001)
Anchura equivalente EW de H α	(Gallego, J. 1996)
Índice de color B-V	(Gallego, J. 1996)
Asimetría de la galaxia	(Pérez-González, P. 2003)

5.3.1. Relación de masas viriales con magnitudes aparentes en banda r de Gunn

Como primera relación estructural a considerar vamos a utilizar una magnitud aparente, un parámetro que es directamente medible y cuya estimación no lleva implícito el uso de una Cosmología determinada. En la figura 5.2 representamos las

magnitudes aparentes en la banda r de Gunn (Vitores, A. 1994) frente al logaritmo de las masas viriales ponderadas por flujo, calculadas como se describe en la sección 4.3 y cuyas unidades son las masas solares.

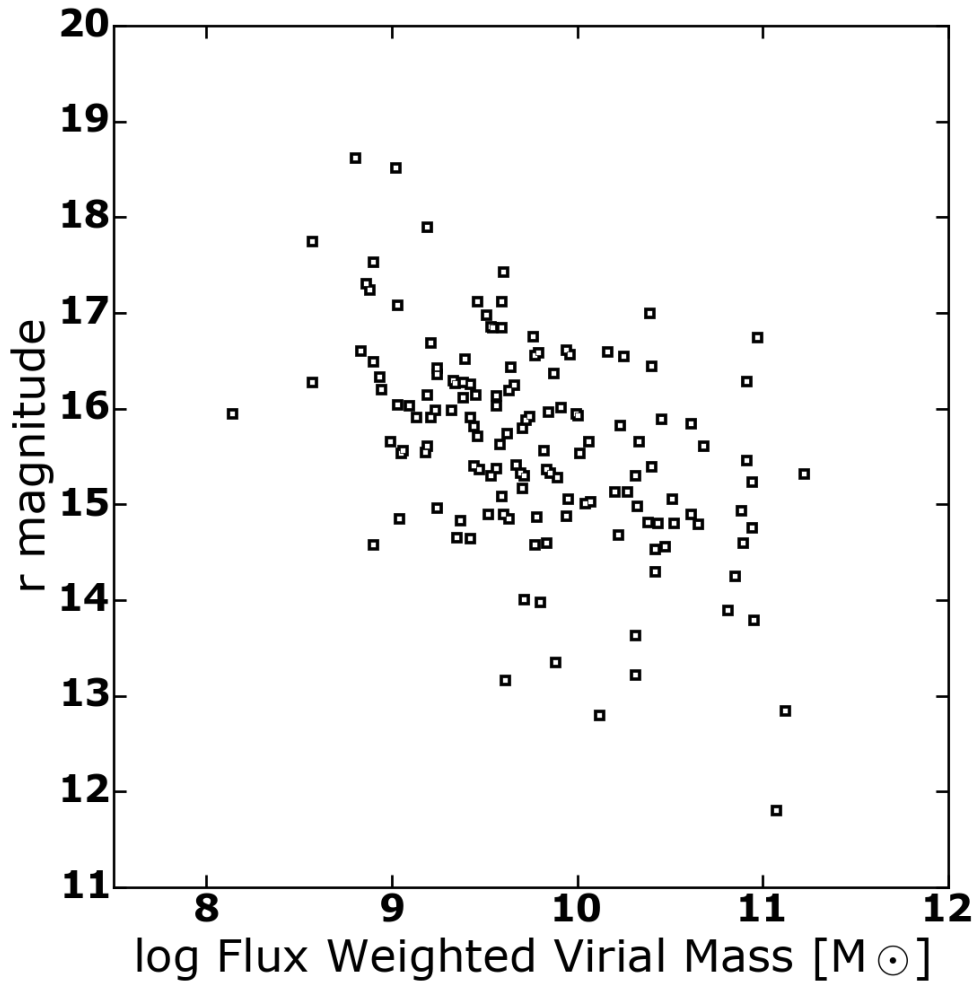


Figura 5.2. Magnitud aparente r de Gunn frente al logaritmo de la masa virial ponderada por flujo.

Vemos inmediatamente que las galaxias de nuestra muestra cubren un rango muy amplio tanto en magnitudes aparentes (unas 8 magnitudes) como en masa (más de un factor mil). La magnitud aparente además es función de la luminosidad de la galaxia y de su distancia. Pese a ello, en el gráfico se aprecia como las masas viriales ponderadas por flujo calculadas se corresponden bien con las magnitudes aparentes. A grandes rasgos, magnitudes aparentes más brillantes se corresponden con objetos más masivos. Sin duda lo más relevante de este gráfico tan sencillo no son las zonas pobladas del diagrama, sino las zonas en las que no hay galaxias. Así tenemos que no vemos galaxias

poco masivas pero de alto brillo aparente, pero mas importante todavía, la muestra UCM no alberga galaxias masivas con magnitud aparente muy débil.

5.3.2. Relación de masas viriales vs magnitudes absolutas en banda B

La Figura 5.2 lleva de manera natural a una gráfica en la que eliminemos el efecto de la distancia en el brillo de las galaxias. Llegamos así a la Figura 5.3, en la que representamos las magnitudes absolutas en la banda B de Johnson (Pérez-González et al. 2001, 2003) frente a las masas viriales ponderadas por flujo:

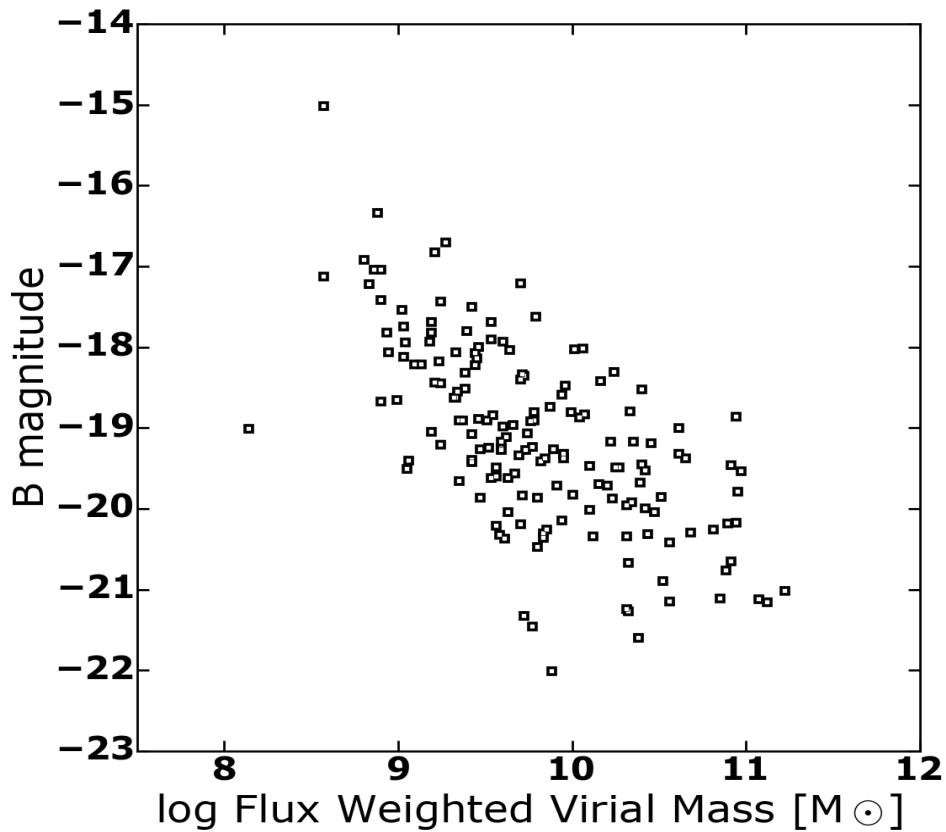


Figura 5.3. Magnitud absoluta B de Johnson frente a la masa virial ponderada por flujo. El error medio de B es 0,06 magnitudes.

Como era de esperar, nos encontramos con una correlación con menos dispersión. Las galaxias con formación estelar de la muestra UCM presentan luminosidades en banda B intrínsecamente mayores cuando se trata de objetos con mayores masas viriales. De esta forma, una galaxia con 10^{11} masas solares tiene una magnitud absoluta en torno a -21, mientras que una galaxia con masa $10^9 M_{\odot}$ tiene una magnitud absoluta en torno a -17. Nótese que para una magnitud absoluta dada, encontramos galaxias cuya masa puede variar en un factor 10, mientras que para una masa dada, encontramos galaxias cuya luminosidad puede variar en un factor correspondiente de 2,5 magnitudes.

La galaxia de la Vía Láctea se encontraría en las coordenadas -21.3 y $\log M=11$, de manera que la secuencia seguida por las galaxias de la muestra UCM coincide muy bien con la seguida por las galaxias espirales normales.

5.3.3. Relación de la masas virial con el radio efectivo

Si representamos los radios efectivos de cada galaxia, R_e en kiloparsecs (Vitores, A. 1994) frente a las masas viriales ponderadas por flujo, recuperamos la Figura 5.4.

De nuevo comprobamos que las galaxias de la muestra UCM cumplen muy bien con la relación estructural general en la que galaxias poco masivas tienen tamaños pequeños, mientras que las galaxias más masivas tienden a presentar grandes tamaños.

Las galaxias de la muestra UCM presentan tamaños variables en un factor de más de 30. Una galaxia con $\log M=9$ tiene un radio efectivo del orden de 1 kpc, mientras que una galaxia con masa $\log M=11$ tiene un radio efectivo del orden de los 10 kpc.

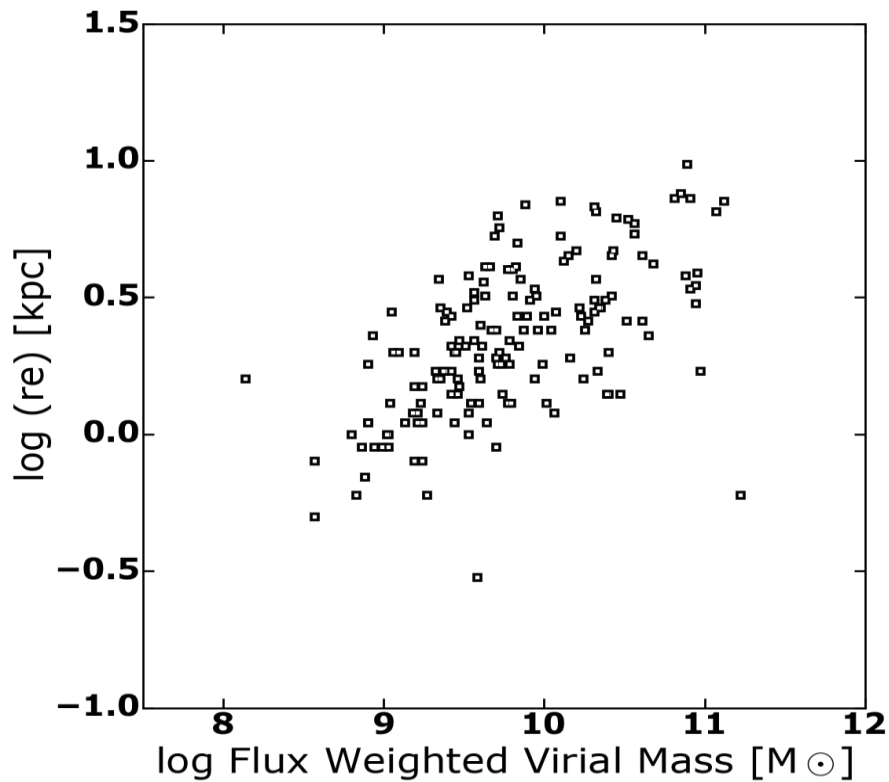


Figura 5.4 Radio efectivo en kpc frente a la Masa Virial ponderada por Flujo. El error medio de r_e es 7%.

Son dignos de mención los objetos que se salen de la secuencia general y que presentan un tamaño muy pequeño, menor que 1 kpc. Especialmente la galaxia

UCM2257+2438, que pese a tener un radio efectivo muy pequeño, se le ha calculado una masa virial $\log M=11.2$. La extraña posición de este sistema en el diagrama se entiende dado que se trata de una galaxia tipo Seyfert 1 con líneas estrechas (Zamorano et al. 1992). La luminosidad del núcleo galáctico activo (que de hecho es una fuente intensa en rayos X) hace que la galaxia tenga un radio efectivo menor de lo que le correspondería si fuera una galaxia con formación estelar como el resto. Por último igual de relevante sería la galaxia UCM1647+2727, que tiene un radio efectivo de unos 0.3 kpc y aún así nuestras medidas le asignan una masa de $\log M=9.6$. En este caso tenemos una galaxia espiral tipo Sa con un intenso brote de formación estelar en la zona central que hace que el radio efectivo salga menor de lo esperado.

5.3.4. Relación de la masa virial con la anchura equivalente EW

Un parámetro físico que es fácil de medir en los espectros es la anchura equivalente de una línea de emisión EW. La EW se obtiene del flujo de la línea de emisión (por ejemplo la línea H α), relacionada con el mecanismo físico en el que se genera la emisión y que en el caso de las galaxias UCM es la tasa de formación estelar. Para obtener la EW debemos dividir el flujo de la línea por el nivel del continuo, más relacionado con la población estelar subyacente. En base a esta definición, cuando medimos la EW de la línea H α en una galaxia con formación estelar, estamos comparando la “fuerza” del proceso de formación estelar, relativa a la población subyacente. Así la EW nos daría una estimación de la importancia relativa del proceso de formación estelar con respecto al total de la galaxia en la que está teniendo lugar. Algo parecido a una fuerza de brote.

Si representamos la anchura equivalente de la línea de emisión H α (en logaritmo) que hemos medido en nuestros espectros frente a la masa virial (en logaritmo), calculadas como se describe en la sección 4.3., obtenemos el gráfico de la Figura 5.5.

Nótese que de nuevo en esta gráfica observamos una buena correlación. Para ser más precisos, hablaríamos de una anticorrelación, de manera que aquellas galaxias con masas grandes presentan bajos valores de anchura equivalente y aquellas galaxias con masas pequeñas presentan anchuras equivalentes importantes.

Para entender mejor esta gráfica debemos reflexionar sobre los efectos de selección de la exploración UCM original. Como ya se mencionó, la exploración UCM detectaba galaxias por su emisión en placas fotográficas tomadas de grandes zonas del cielo. Más exactamente, una galaxia presentaba emisión en la placa cuando la suma del flujo del continuo más el flujo de la línea de emisión era capaz de ennegrecer la emulsión. La secuencia de objetos que se ve en la figura marca la línea de objetos con flujo continuo+línea constante. Una galaxia poco masiva tiene muy poco continuo, por lo que necesita una línea de emisión muy intensa para poder ser detectada. Por ello de estos objetos tenemos muy pocos en la muestra. Una galaxia muy masiva con anchura

equivalente importante significaría que el proceso de formación estelar es muy importante respecto al sistema, y de este tipo de galaxias también hay pocas. Además de los efectos de selección en la figura también influye la poca duración temporal de un brote de formación estelar con una tasa de formación estelar alta.

Por último, no encontramos muchos objetos con masas grandes y anchuras equivalentes bajas, ya que esto supone que tendríamos objetos con fenómenos de formación estelar poco relevante. Este tipo de objetos existe, pero la forma de seleccionar de la exploración UCM no les favorece.

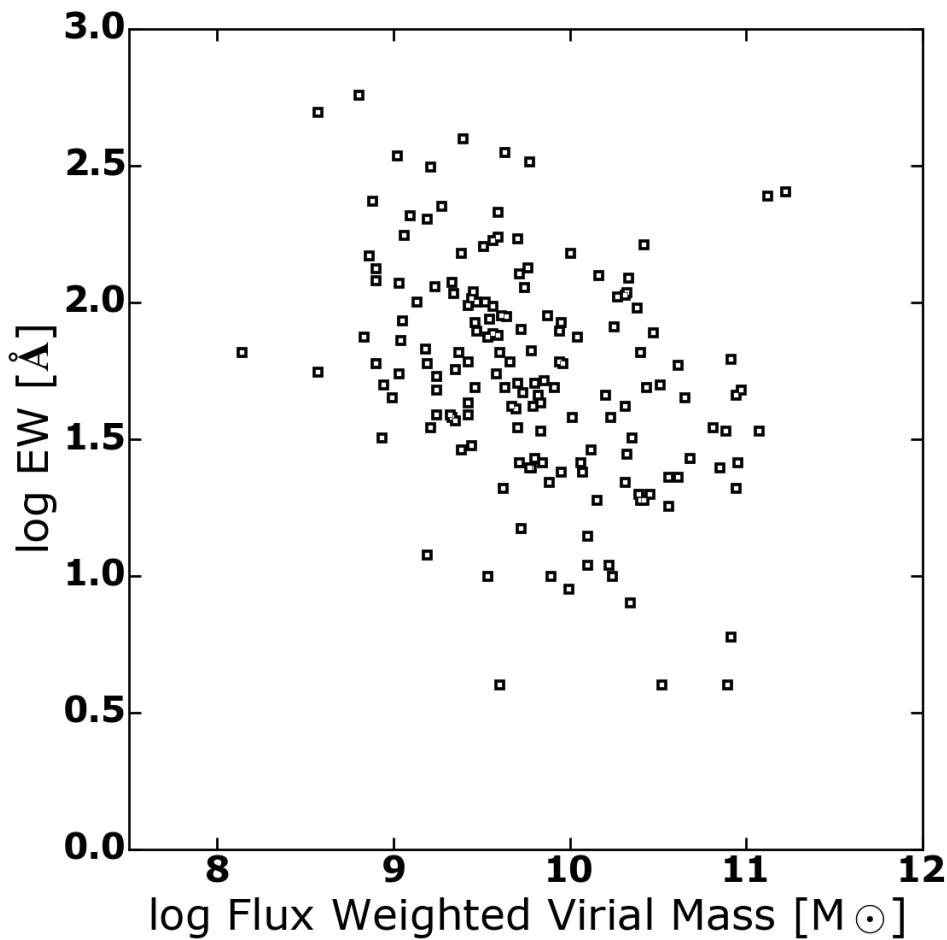


Figura 5.5 Logaritmo de la anchura equivalente de la línea de emisión $H\alpha$ frente al logaritmo de la masa virial ponderada por flujo para cada galaxia. El error mediano de las EWs es del 13 %.

5.3.5. Relación de la masa virial con el color B-V

El color global de una galaxia se relaciona normalmente con la importancia relativa de la formación estelar que pueda presentar el sistema. Dado que todas las galaxias de nuestra muestra son galaxias con formación estelar, no esperaríamos

encontrar un rango de colores muy diferentes. En la Figura 5.6 representamos el color B-V observado frente al logaritmo de las masas viriales ponderadas por flujo.

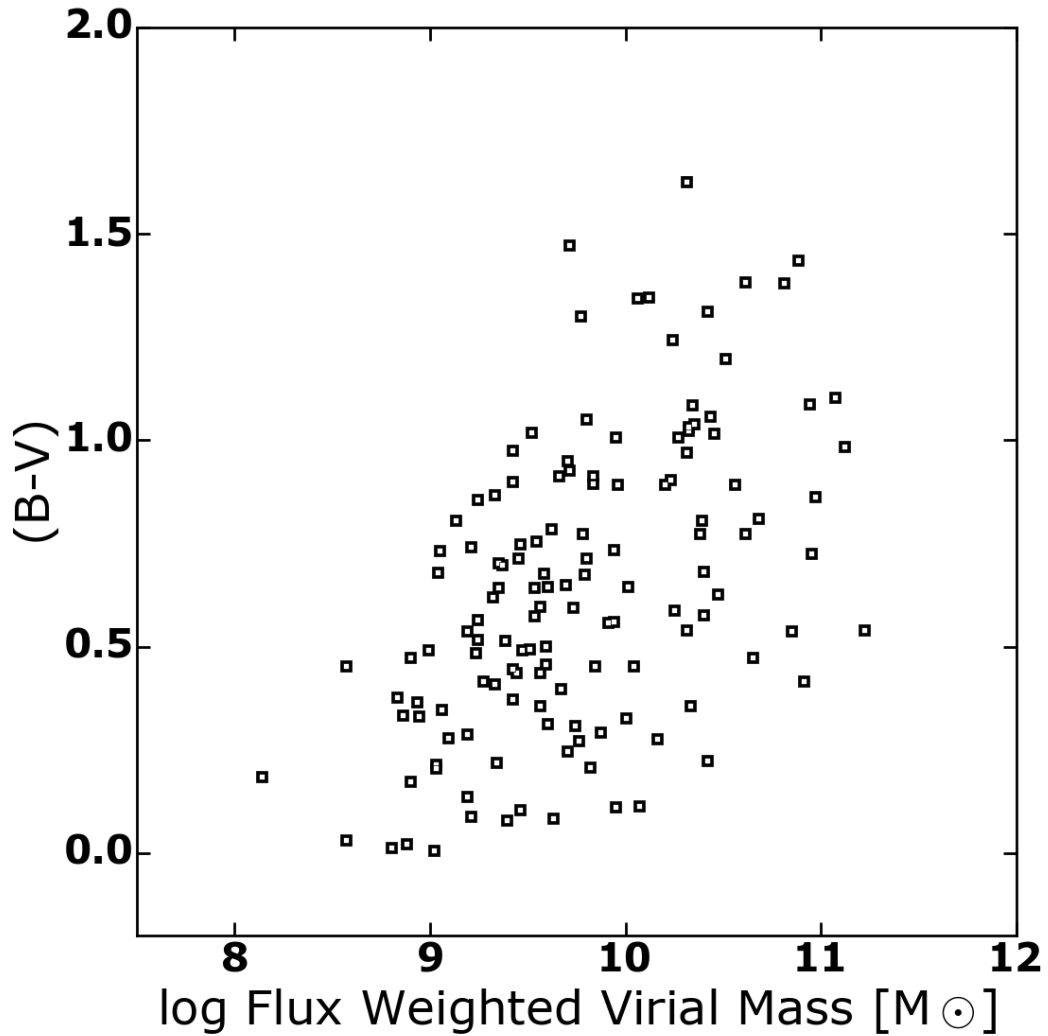


Figura 5.6. Color B-V observado frente al logaritmo de la masa virial ponderada por Flujo para las galaxias de la muestra UCM.

Lo primero que observamos es que el rango de colores observado en las galaxias UCM es limitado. Hay objetos muy azules (se alcanzan valores cercanos a cero, típico de una estrella como Vega o una galaxia de últimos tipos).

Llama la atención el grupo de objetos con colores $B-V > 1.0$, lo que correspondería con galaxias cuya formación estelar está muy extinguida por la presencia de polvo.

Por lo demás, comprobamos que galaxias masivas presentan colores más rojos que las galaxias menos masivas. En realidad la muestra UCM no tiene galaxias poco

masivas rojas, aunque si vemos galaxias masivas con un alto rango de colores observados. Este resultado esta en concordancia con lo determinado por Wake, D. et al. (2012) en su artículo titulado “*Revealing Velocity Dispersion As The Best Indicator Of A Galaxy’s Color, Compared To Stellar Mass Surface Mass Density Or Morphology*”, sobre la dispersión de velocidades y las masas estelares para relacionarlas con el color. En este trabajo los autores utilizan los datos de las galaxias cercanas del Sloan Digital Sky Survey, investigan si la masa estelar (aquí M^*), dispersión de velocidades central (σ), la densidad de masa superficial (Σ), o el parámetro Sersic n , están mejor o peor correlacionados con el color de una galaxia en reposo (*rest-frame*). El resultado es que los colores de las galaxias dependen más fuertemente de la dispersión de velocidades central (σ , y por tanto de la masa virial (aquí M_v)), que en M^* , Σ , ó el índice Sersic n .

5.3.6. Relación de la masa virial con la asimetría de la galaxia

El parámetro de asimetría, A , fue calculado para las galaxias de nuestra muestra por Pérez-González (tesis doctoral 2003) según la definición dada por Abraham et al. (1996b) donde demostraban que la asimetría es un parámetro importante para analizar galaxias peculiares, de manera que las galaxias más asimétricas son al mismo tiempo las más peculiares. El cálculo se realiza rotando la imagen de la galaxia 180 grados alrededor del centro (obtenido este como la media de las isofotas mas internas de la galaxia), y posteriormente la imagen rotada se sustrae de la original. A mayor residuo mayor asimetría. Las galaxias peculiares se están encontrando cada vez con más frecuencia en exploraciones profundas (Volonteri et al. 2000).

Representamos ahora la asimetría de cada galaxia obtenida por Pérez-González (2003) frente a las masas viriales ponderadas por flujo, calculadas como se describe en la sección 4.3.

El resultado es la Figura 5.7. Nuestro gráfico muestra claramente una asimetría menor en las galaxias de baja masa y también en las de alta masa, estas últimas principalmente grandes espirales en nuestra muestra UCM.

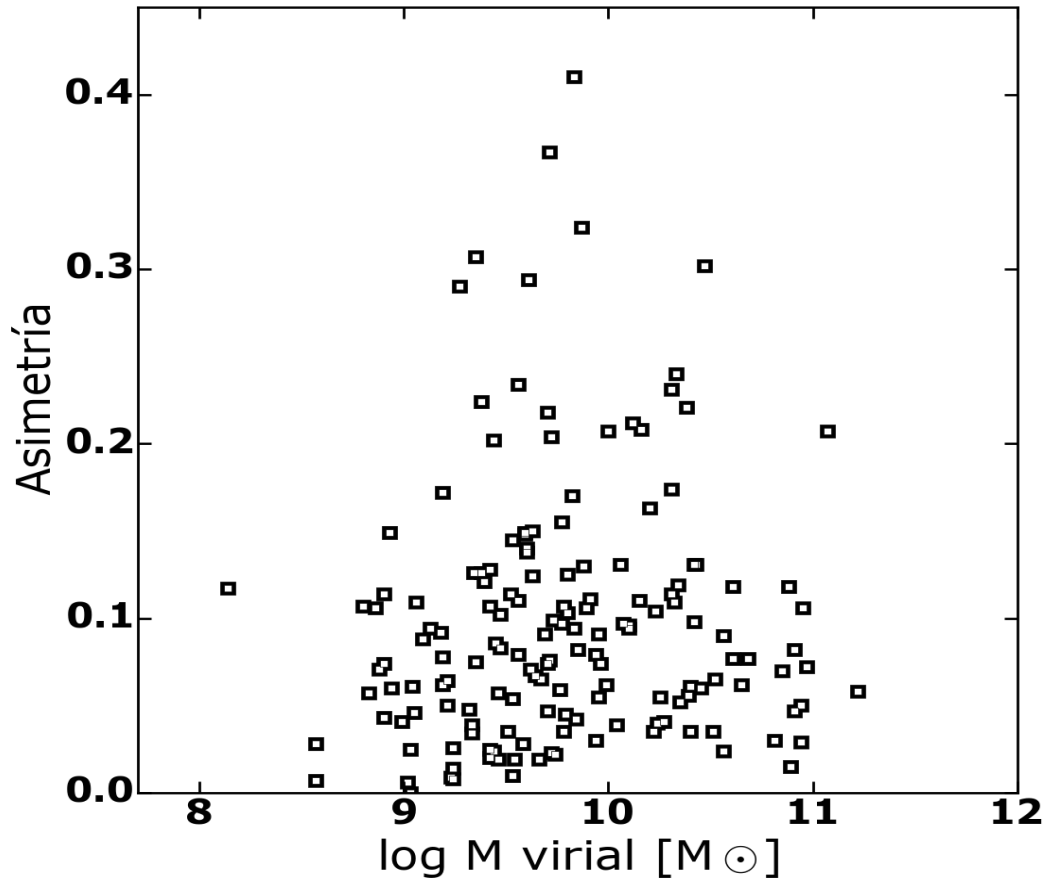


Figura 5.7. Parámetro de la asimetría A , frente a la masa virial ponderada por flujo.

Capítulo 6

Comparación entre las diferentes masas de las galaxias

La motivación de este trabajo surge porque en las últimas décadas, con el funcionamiento del telescopio espacial Hubble (HST) y la llegada de la nueva generación de telescopios de 10m de abertura, los estudios sobre evolución de galaxias se han extendido hasta magnitudes aparentes cercanas a $V \sim 29$ y desplazamientos al rojo cercanos a $z \sim 10$. Uno de los retos actuales para este tipo de estudios es poder entender la conexión evolutiva entre las galaxias del universo remoto y sus contrapartidas en el universo local. Una buena aproximación al problema es comparar parámetros fundamentales de las galaxias (por ejemplo tamaños, luminosidades, masas) de muestras a grandes distancias con muestras análogas más cercanas y a las que podemos estudiar mejor. Este tipo de comparaciones nos permiten comprender mejor los objetos distantes y establecer conexiones evolutivas con las galaxias del universo actual.

La mayor parte de los estudios sobre galaxias distantes encuentran poblaciones de galaxias con formación estelar. Esto es principalmente debido a los efectos de selección, ya que una galaxia con formación estelar presenta líneas de emisión intensas, morfología compacta, emisión en varios rangos de longitud de onda, que hacen más fácil su detección. Es por esto que la muestra UCM de galaxias con formación estelar del universo local se revela como una muestra de referencia especialmente adecuada para todos estos estudios de galaxias en diferentes épocas del universo.

Algunos autores (véase por ejemplo los trabajos de Phillips et al. 1997 y Guzmán et al. 1997) dividen las poblaciones de galaxias remotas en dos grandes categorías en función de sus propiedades generales. Una fracción de objetos son calificados como

“HII-like” ó “tipo HII”, debido a que son similares a la población actual de galaxias con formación estelar luminosas y dominadas por un proceso intenso de formación estelar.

El resto de objetos son calificados como “disk-like” ó “tipo disco”, puesto que forman un grupo más heterogéneo de galaxias con formación estelar más evolucionadas similares a las galaxias espirales e irregulares con brotes de formación estelar observables en el universo local. A lo largo de todo este capítulo utilizaremos esta clasificación “tipo HII” y “tipo disco” para analizar el comportamiento de las galaxias con formación estelar de la muestra UCM.

De los varios parámetros estructurales asociables a una galaxia, la masa es uno de los que menos evolucionan a lo largo de su vida. Por ello su estudio es especialmente relevante, y cualquier relación que obtengamos será de gran utilidad para el análisis de otras muestras. En este capítulo hemos estudiado la relación entre las diferentes masas obtenidas en este trabajo (descritos en el capítulo 4).

También se explora la relación de estas masas con la masa estelar de las galaxias para la muestra de galaxias con formación estelar de la UCM. Los resultados obtenidos serán comentados en el marco general de las exploraciones de galaxias a diferentes desplazamientos al rojo.

6.1. Masa dinámica vs masa virial por espectro colapsado

En la Figura 6.1 representamos por un lado las masas dinámicas entendidas como aquellas obtenidas a partir de la curva de rotación trazada por la emisión H α . Por otro lado se representan las masas viriales calculadas con la dispersión de velocidades del espectro colapsado. Como es lógico solo se han representado aquellas galaxias UCM para las que se pudo obtener una curva de rotación, por lo que se trata principalmente de sistemas con un disco presente.

Lo primero que se observa en la figura es que hay una gran dispersión. Además se aprecia que para el 70% de las galaxias, el valor obtenido para la masa dinámica a partir de la curva de rotación es significativamente menor que las masas viriales colapsadas (en algunos casos la diferencia es de mas de un dex).

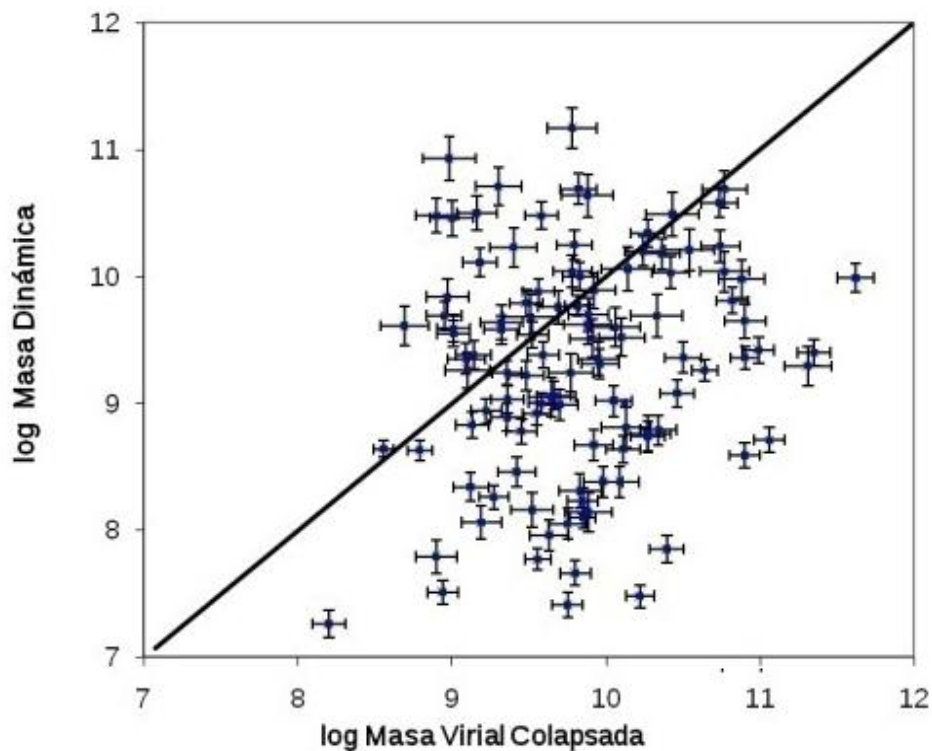


Figura 6.1. Comparación del logaritmo de las masas dinámicas frente al logaritmo de las masas viriales colapsadas.

En una primera instancia podríamos pensar que muchas de las galaxias a las que se les puede trazar una curva de rotación en emisión están dominadas por un brote principal de formación estelar que está situado en la zona central de la galaxia. Pese a que este brote central domina en mayor o menor medida la dispersión de velocidades obtenida del espectro y utilizada para calcular la masa virial según se describe en 4.3, la masa final obtenida del espectro integrado de la galaxia es superior a la obtenida de la curva de rotación. Así encontramos que casi no hay ningún objeto con masa virial por debajo de $\log M=9$, mientras que casi un 30% de los objetos tienen masa dinámica por debajo de ese límite.

Este método para obtener una estimación de la masa a partir del espectro colapsado no proporciona buenos resultados. Esto es debido a que el procedimiento empleado para colapsar el espectro de la galaxia da el mismo peso a todas las zonas de la misma, resultando en una anchura equivalente sobreestimada y que introducida en las expresiones del capítulo 4 nos da valores excesivamente grandes, dependiendo además de la morfología de la galaxia.

6.2. Masa dinámica vs masa virial ponderada por flujo

En la Figura 6.2 representamos las masas dinámicas entendidas como aquellas obtenidas a partir de la curva de rotación trazada por la emisión $H\alpha$ frente a las masas viriales colapsadas ponderadas por flujo. Como es lógico solo se han representado aquellas galaxias UCM para las que se pudo obtener una curva de rotación, por lo que se trata principalmente de sistemas con un disco presente. El cambio importante respecto a la masa virial utilizada en la sección 6.1 es que ahora hemos calculado la masa virial pesando la contribución de cada galaxia por el flujo de línea $H\alpha$ medido a lo largo de nuestra rendija del espectrógrafo.

Como se observa en el gráfico, de nuevo el 66% de las masas dinámicas obtenidas mediante la curva de rotación en emisión son menores que las masas viriales ponderadas por flujo. La dispersión es menor que en el caso de las masas colapsadas pero no hay indicios de una relación simple. El motivo podría deberse a que todas las galaxias con curva de rotación medida presentan un brote de formación estelar en el núcleo que domina en mayor o menor medida la dispersión de velocidades obtenida del espectro y utilizada en la fórmula [4.4] para calcular la Masa Virial según se describe en 4.3. Sin embargo este brote no domina en la fórmula [4.5] para calcular de masa dinámica por curvas de rotación.

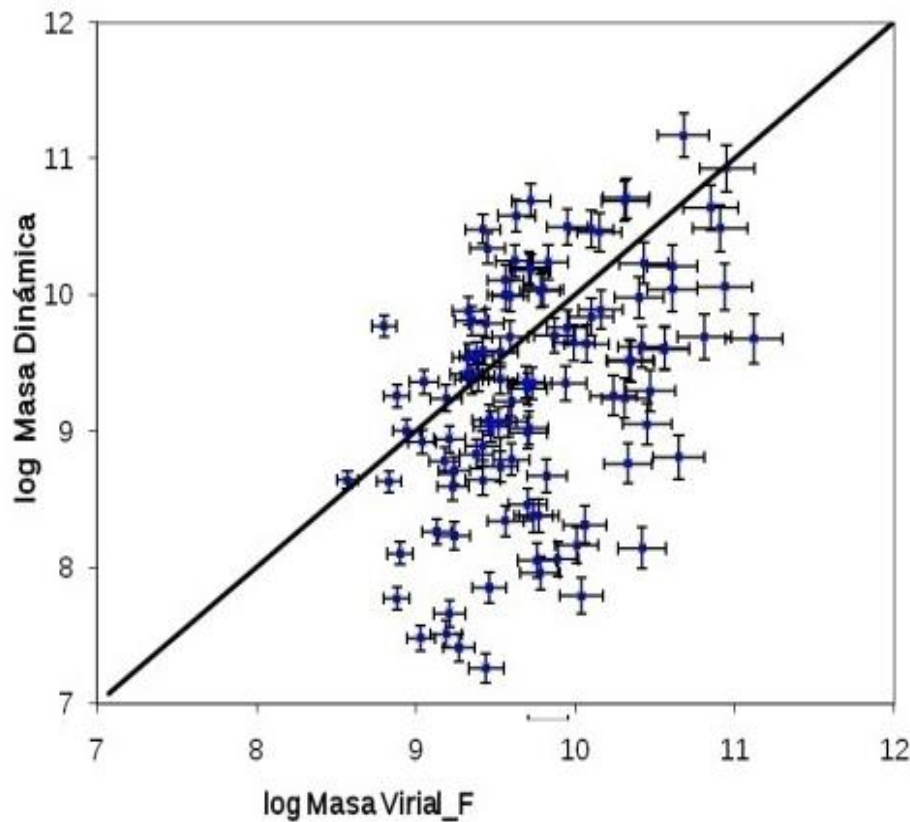


Figura 6.2 Comparación del logaritmo de las masas dinámicas con el logaritmo de las masas viriales ponderadas por flujo.

En el estudio “*A Kinematic Study Of The Neutral And Ionised Gas*”, Eymeren, J. et al. (2010) encuentran que la nube de hidrógeno neutro HI de IC 4662 y NGC 5408 se extienden mucho más allá de los discos ópticos, con una relación de diámetros HI sobre óptico por encima de cuatro. El disco óptico se incrusta en el máximo HI central en ambas galaxias. Sin embargo, una resolución más alta de mapas HI muestran que los picos de intensidad HI suelen estar fuera de las regiones HII. Detectan flujos con velocidades entre 20 y 60 km/s en el espectro H α de ambas galaxias, a veces con contrapartida HI de velocidad similar. Estos mismo autores sugieren la existencia de superburbujas en expansión, sobre todo en NGC 5408. Esto también es apoyado por la detección de anchuras a media altura (FWHM) de hasta 70 km/s en H α , que no puede ser explicado solo por la amplitud térmica. Este resultado es consistente con estudios de otras galaxias.

Trabajos como éste nos llevan a la conclusión de que sería muy importante realizar un estudio similar al presentado aquí en el nuestro, pero con datos de Hidrógeno neutro y compararlo con nuestros resultados obtenidos con datos del Hidrógeno ionizado mediante los espectros con la línea de emisión H α . Esta parte del proyecto no se pudo terminar a tiempo y se incluye en el capítulo 8. “Trabajos futuros”.

6.3. Comparación entre masas dinámicas y estelares

Las galaxias de la muestra UCM han sido observadas en un gran número de bandas fotométricas. Además se trata de sistemas bastante convencionales, por lo que la estimación de masas estelares es bastante fiable. En esta sección vamos a comparar nuestras estimaciones de masas dinámicas con las masas estelares. En la Figura 6.3 hemos representado en el eje X el logaritmo de la masa estelar calculada en este trabajo y en el eje Y el logaritmo de la masa dinámica calculada con los valores de las curvas de rotación según la sección 4.1.

Según hayamos utilizado la Función Inicial de Masas (IMF, del inglés Initial Mass Function) de Salpeter (izquierda) o bien la IMF de Chabrier (derecha) vemos que el conjunto de puntos sufre un desplazamiento homogéneo siendo mayor las masas estelares en el primer supuesto (IMF de Salpeter).

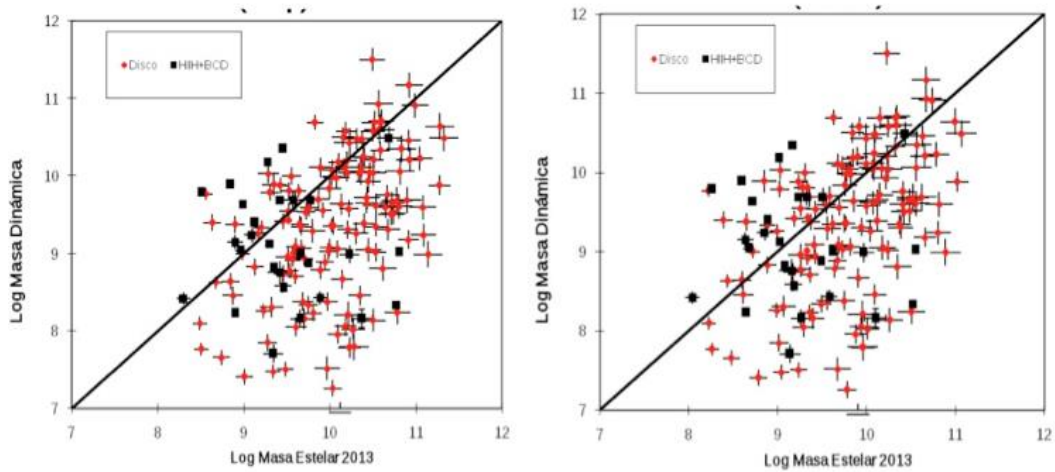


Figura 6.3 Comparación de masas dinámicas frente a las masas estelares utilizando la IMF de Salpeter (izquierda) y la IMF de Chabrier (derecha). Los objetos tipo disco se han representado en rojo, mientras que los objetos tipo HII se han representado en negro.

Si nos centramos en el caso de IMF Salpeter (panel izquierdo de la figura) vemos que el 76% de las masas dinámicas son menores que las masas estelares. El 57% en el caso de las galaxias tipo HII y el 80% en las de tipo Disco. Si nos centramos en el caso IMF Chabrier (panel derecho de la figura) vemos que el 66% de las masas dinámicas son menores que las masas estelares. El 46% en el caso de las galaxias tipo HII y el 69% en las de tipo Disco. Comparando las dos gráficas, vemos que hay un 10% más de las masas dinámicas mayores que las masas estelares utilizando la IMF de Chabrier, que utilizando la IMF de Salpeter. Dicho de otro modo, cuando usamos IMF tipo Chabrier los valores de las masas dinámicas coinciden mejor con los de las masas estelares.

Este resultado es positivo, pues actualmente se cree que la parametrización de Chabrier es mejor para galaxias con formación estelar. Además estos resultados están en concordancia con los de varios autores: Swaters et al. (2009) encuentra que las galaxias con fuertes concentraciones centrales de luminosidad, también tienen mayor densidad central de masa y ello sugiere que la masa luminosa domina el potencial gravitatorio en las regiones centrales.

De cualquier forma es digno de mención la gran dispersión de los datos, lo que nos hace considerar que las masas dinámicas no son las más idóneas para este tipo de objetos.

En la Figura 6.3 se ha utilizado un color diferente para los objetos tipo disco (rojo) y para los objetos tipo HII (negro). Nótese que ambas subcategorías presentan dispersiones igual de importantes en todo el rango de masas considerado.

6.4. Comparación entre las masas estelares y las viriales ponderadas por flujo

En esta sección vamos a obtener una relación entre las masas estelares y las masas viriales ponderadas por flujo que son el tipo de masa gravitatoria que consideramos más fiable de los considerados en nuestro estudio.

Representando en el eje X el logaritmo de la masa virial ponderada por flujo calculada según 4.3. y en el eje Y el logaritmo de la masa estelar calculada en nuestro trabajo, obtenemos los gráficos de las figuras 6.4 y 6.5. En ambas figuras de nuevo se ha utilizado un color diferente para los objetos tipo disco y para los objetos tipo HII.

En este trabajo hemos considerado homología dinámica pero hemos calculado la correspondencia con las masas estelares separadamente para las galaxias de la submuestra tipo HII y para la tipo Disco. Se aprecia que la masa virial es menor que la masa estelar para valores menores de 10^{10} para la muestra tipo Disco en la figura 6.5 (IMF de Chabrier) y para valores menores de $10^{10.8}$ en la figura 6.4 (IMF de Salpeter), lo que nos indica mejor coherencia en el caso de la IMF de Chabrier.

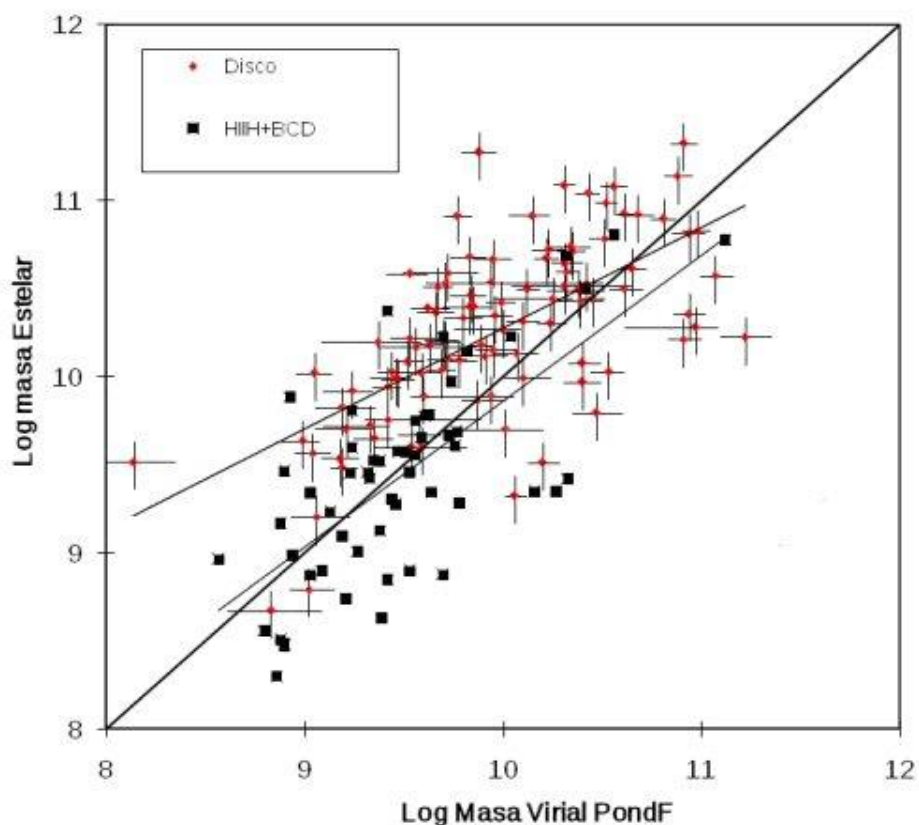


Figura 6.4 Comparación de las masas estelares (Función Inicial de Masas IMF de Salpeter) con las masas viriales ponderadas por flujo. Se ha representado una línea de referencia 1:1 y los mejores ajustes para el tipo disco (símbolos en rojo) y para el tipo HII (en negro).

Se ha representado en el eje X el logaritmo de la masa virial ponderada por flujo (LogMasa Virial PondF) y en el eje Y el logaritmo de la masa estelar para analizar mejor un caso en el que dispusiéramos de espectroscopía de una serie de objetos problema, tuviéramos la dispersión de velocidades σ medida en una línea de emisión y quisiéramos hacer una estimación de la masa estelar que le correspondería asumiendo un comportamiento análogo a las galaxias con formación estelar de la muestra UCM.

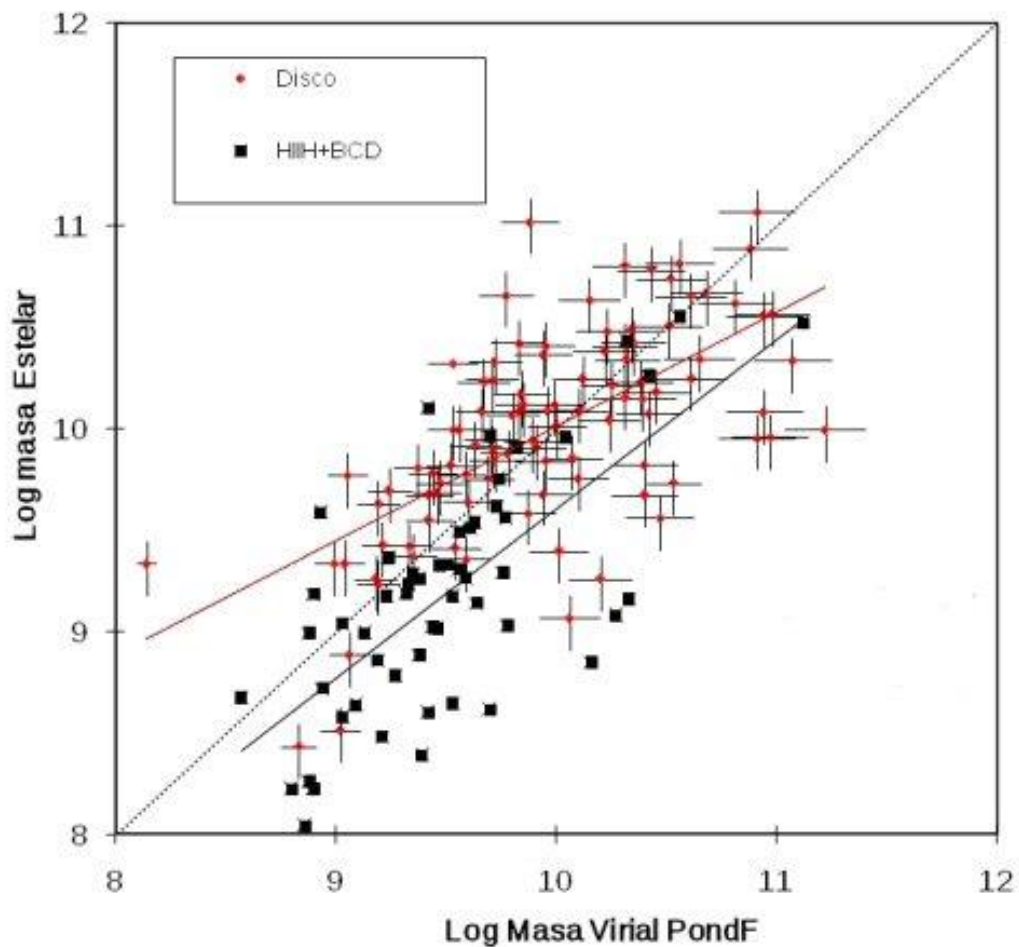


Figura 6.5 Comparación de las masas estelares (Función Inicial de Masas IMF de Chabrier) con las masas viriales ponderadas por flujo.

En éste trabajo hemos considerado las galaxias de la muestra UCM en dos grandes grupos, “tipo Disco” y “tipo HII” (Véase 2.5). Así de cada gráfico obtenemos dos ecuaciones calculando las líneas de tendencia con los datos representados en los dos gráficos, según hayamos utilizado la Función Inicial de Masas (IMF) de Salpeter o bien la IMF de Chabrier.

En la tabla 6.1 se muestran los resultados de los ajustes para los dos tipos de galaxias considerados (tipo "Disco" con altas metalicidades y bajas excitaciones y tipo "HII" con altas excitaciones y bajas metalicidades) y las masas estelares derivadas con los modelos utilizando la Función Inicial de Masas (IMF) de Salpeter y Chabrier.

Las incertidumbres de los coeficientes de la pendiente (b), y de la ordenada en el origen (corte con el eje y) (a), de los ajustes, las calculamos teniendo en cuenta:

Para la mejor estimación de la incertidumbre de la pendiente utilizamos un cálculo del mínimo de una función, tal que:

$$E_b = 2b / r \sqrt{\frac{1-r^2}{n-2}} \quad [6.1]$$

Siendo b la pendiente calculada, r el coeficiente de correlación y n el número de datos.

Para la incertidumbre en la ordenada, o sea el corte con el eje Y, el cálculo es diferente ya que depende tanto de la incertidumbre de las medidas individuales como de la incertidumbre de la pendiente, lo que hace que según sea esta un poco mayor o menor, el punto de corte en el eje Y bajará o subirá. Por lo tanto tenemos:

$$E_a = E_b \sqrt{(x^2 + \sigma_x^2)} \quad [6.2]$$

Donde E_b es la incertidumbre de la pendiente calculada, x es el valor medio de las x y σ_x^2 es la varianza de la población

$$\sigma_x = \sqrt{\frac{\sum_i (x_i - x)^2}{n}} \quad [6.3]$$

Con estos cálculos tenemos las ecuaciones y las incertidumbres de la tabla 6.1

Tabla 6.1 Ajustes a las relaciones entre el logaritmo de las masas estelares (M_e) y el logaritmo de las masas viriales $PondF$ (M_{vir}).

Salpeter	tipo "Disco"	$r = 0,43$	$\log(M_e) = \log(M_{vir})(0,57 \pm 0,18) + (4,54 \pm 1,81)$
Salpeter	tipo "HII"	$r = 0,50$	$\log(M_e) = \log(M_{vir})(0,83 \pm 0,22) + (1,55 \pm 2,17)$
Chabrier	tipo "Disco"	$r = 0,42$	$\log(M_e) = \log(M_{vir})(0,56 \pm 0,18) + (4,37 \pm 1,78)$
Chabrier	tipo "HII"	$r = 0,44$	$\log(M_e) = \log(M_{vir})(0,83 \pm 0,22) + (1,27 \pm 2,15)$

Donde r es el coeficiente de correlación

Taylor et al. (2010) en su artículo "*On The Masses Of Galaxies In The Local Universe*" comparan las masas estelar M_e , y la masa virial, M_{vir} , para una muestra de

galaxias del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) DR7 (unas 1800 galaxias) bajo la asunción de homología dinámica ($M_{\text{vir}} = k\sigma_0^2 R_e$ donde σ_0 es la dispersión de velocidades central y R_e el radio efectivo). Nótese no obstante que casi todas sus galaxias son de tipos tempranos y las dispersiones de velocidades están medidas en líneas de absorción. Por otro lado estos autores también usan un espectro promediado a toda la abertura espectroscópica ponderada por flujo. Y una misma k para toda la muestra.

Estos autores también encuentran una, ajustada pero fuerte, relación no lineal entre las dos masas estimadas, estelar (M_*) y virial (M_{vir}): el mejor ajuste de la relación es $M_* \propto M_{\text{vir}}^{0.73}$ con una dispersión observada de 0.15 dex. Han encontrado que, a M_* fija, la relación M_*/M_{vir} depende fuertemente de la estructura de la galaxia. Taylor et al. (2010) también incluyen en el trabajo la comparación con los trabajos previos de Drory, Bender & Hopp (2004) y Gallazzi et al. (2006) basados en datos de distribuciones previas del SDSS con menos galaxias. El muy buen acuerdo entre la masa estelar y la masa virial, corregida de estructura, sugiere fuertemente, pero no es indudable prueba, de que

1) Las galaxias no homólogas tienen un mayor impacto en la masa virial estimada.

2) No hay un sesgo sistemático fuerte de la relación masa estelar/luminosidad derivada de Distribución Espectral de Energía (SED).

Nuestro trabajo para galaxias con formación estelar está en buen acuerdo con Taylor et al. (2010) y la diferencia encontrada según la morfología de la galaxia.

Vease la figura 6.6 donde se muestra la Figura 1 de Taylor et al. (2010) con el buen acuerdo encontrado por ellos entre la masa estelar y la virial. Notese la constante utilizada $k=4$ para la morfología de la muestra utilizada

Esta dependencia con la morfología se detalla mas arriba, especialmente, dentro del margen de error, para nuestra submuestra de las galaxias UCM tipo “Disco”, ya que como se describe en la sección 4.3, nosotros hemos utilizado la expresión

$$M_{\text{vir}} = C_2 \sigma^2 R_e \quad [6.4]$$

donde $C_2 = kG^{-1}$ es una constante que depende de la geometría (Bender et al. 1992). En nuestro caso, la constante $k=4,8$ (Guzmán et al. 1997).

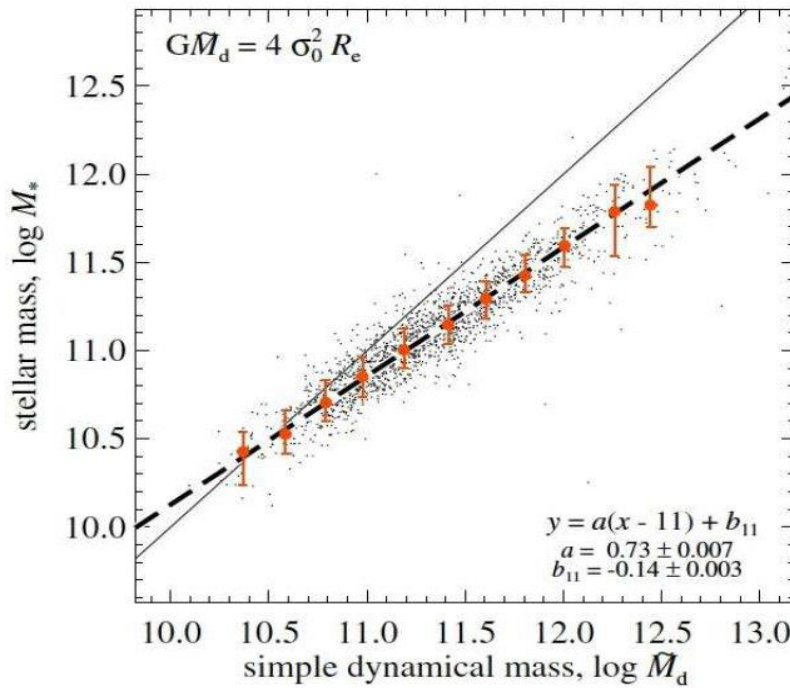


Figura 6.6 reproducción de la figura 1 de Taylor et al. 2010 donde muestran el buen acuerdo entre la masa estelar y la virial. Notese la constante utilizada $k=4$ para la morfología de la muestra utilizada

Pese a que Lagattuta et al. (2010) en su trabajo “*Cosmic Evolution Of Virial And Stellar Mass In Massive Early-Type Galaxies*”, usando una muestra de galaxias de tipo temprano, han sido capaces de establecer la relación M_{vir}/M_* (aquí masa virial M_{vir} y masa estelar M_*) en función del desplazamiento al rojo sin hacer asunción acerca de la función inicial de masa IMF de la población estelar, nosotros encontramos que hay una fuerte dependencia de la IMF que se asuma, de manera que el 53% (el 24% en el caso de las tipo HII y el 29% en las del tipo Disco) de las masas viriales ponderadas por flujo (M_{vir}) son menores que las masas estelares (M_*) en el caso de usar la IMF de Salpeter.

Asimismo, nosotros encontramos que el 36% de las masas viriales ponderadas por flujo (M_{vir}) son menores que las masas estelares (M_*), en el caso de la IMF de Chabrier. De ese 53%, el 19% son tipo HII y el 17% son tipo Disco.

También existen trabajos buscando la explicación de por qué a veces las masas viriales son inferiores a las estelares. Tal es el trabajo de Peralta et al (2015) “*Which galaxy mass estimator can we trust?*”. Estos autores abordan el problema de que las masas dinámicas de galaxias masivas de alto desplazamiento al rojo, calculadas mediante escalamiento virial, a menudo salen inferiores a masas estelares inferidas de ajuste a modelos de población con fotometría multibanda. Comparan las masas dinámicas y estelares para diferentes muestras con límites en masa, compacidad y

desplazamiento al rojo , incluyendo las locales del SDSS. La discrepancia entre las masas dinámicas y estelares se produce tanto en los desplazamientos al rojo altos y bajos, y sistemáticamente se incrementa con la compacidad de la galaxia.

Como se detalla en la sección 1.2, del artículo de Peralta et al. (2015) “*The discrepancy between dynamical and stellar masses in massive compact galaxies traces non-homology*”, para muchas galaxias compactas masivas, sus masas dinámicas ($M_{\text{dyn}} \sim \sigma^2 R_e$) son inferiores a sus masas estelares (M_e).

En este trabajo los autores obtienen dispersiones de velocidades, y de ellas infieren masas dinámicas utilizando la relación virial $M_{\text{dyn}} = K \sigma^2 G^{-1} R_e$ con $K = 5.0$; esto, según ese estudio, supone homología entre las galaxias cercanas y elípticas masivas. La muestra se completa con una gran muestra de referencia local del Sloan Digital Sky Survey (SDSS).

Los mismos autores también encuentran que, en todos los desplazamientos al rojo, la discrepancia entre M_e y M_{dyn} crece a medida que las galaxias se apartan de la relación actual entre la masa estelar (M_e) y el tamaño: si una galaxia es más compacta, más grande es su relación M_e / M_{dyn} .

6.5. Comparación de masas viriales ponderadas por flujo con las masas estelares

Aunque Lagattuta et al. (2010) han sido capaces de establecer la relación M_{vir}/M_e en el rango de desplazamientos al rojo intermedios (desde $z=0.4$ hasta $z=0.9$) sin hacer asunción acerca de la función inicial de masa IMF de la población estelar usando una muestra de lentes fuertes, nosotros en el Universo Local sí hemos encontrado una diferencia de esa dependencia según la IMF utilizada.

Si representamos en el eje X el logaritmo de la masa estelar (M_e), según hayamos utilizado la Función Inicial de Masas (IMF) de Salpeter o bien la IMF de Chabrier, y en el eje Y el logaritmo de la masa virial ponderada por flujo (M_{vir}), obtenemos los gráficos de las figuras 6.7 y 6.8.

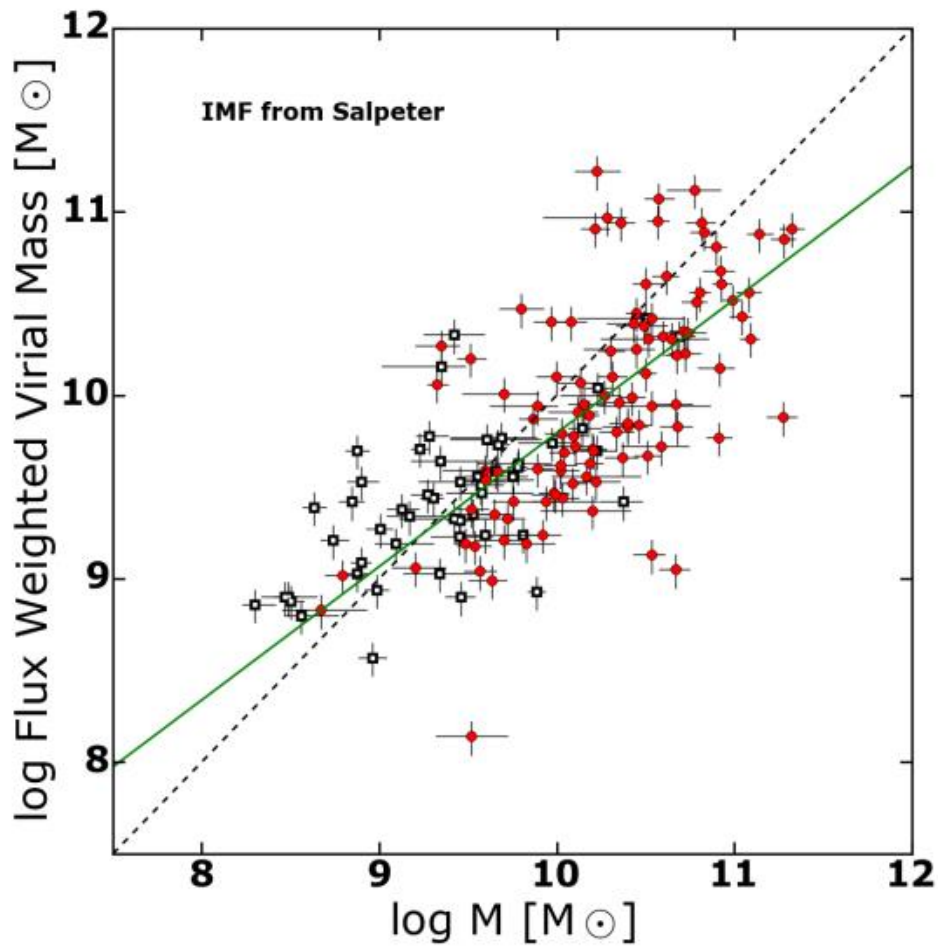


Figura 6.7 Masas viriales ponderadas por flujo en función de las masas estelares (asumiendo la Función Inicial de Masas de Salpeter).

Encontramos que el 53% de las masas viriales ponderadas por flujo son menores que las masas estelares, en el caso de la IMF de Salpeter. De este 53%, el 24% son tipo HII y el 29% son del tipo disco.

Asimismo, encontramos que el 36% de las masas viriales ponderadas por flujo son menores que las masas estelares, en el caso de la IMF de Chabrier. De ese 36%, el 19% son tipo HII y el 17% son del tipo Disco.

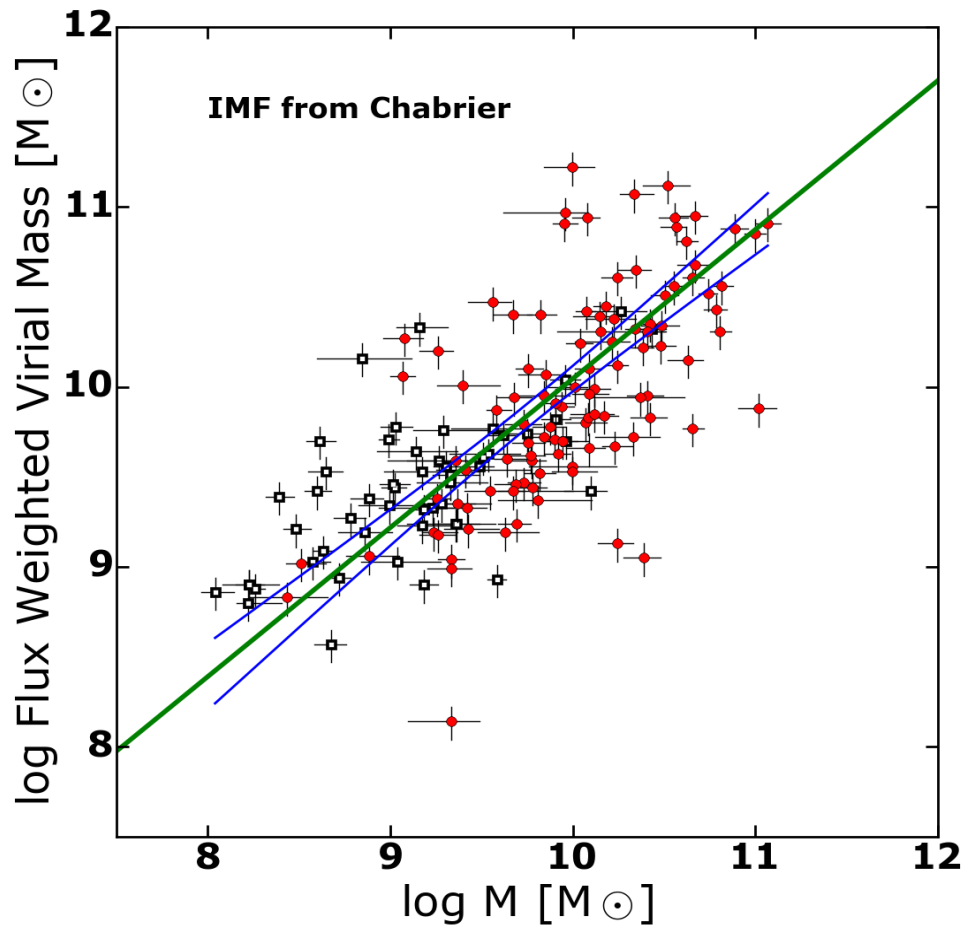


Figura 6.8 Masas viriales ponderadas por flujo en función de las masas estelares (asumiendo la Función Inicial de Masas de Chabrier).

Calculando una línea de tendencia (en verde) con los datos representados en los dos gráficos, obtenemos sendas ecuaciones para estimar la masa virial en función de la masa estelar calculada mediante modelos de poblaciones estelares utilizando fotometría multibanda y las fórmulas [6.1] y [6.2] para las incertidumbres:

$$\log M_{\text{vir}} = \log M_{\text{e}}(0.64 \pm 0.15) + (3.48 \pm 1.55) \quad (\text{IMF de Salpeter}) \quad [6.5]$$

$$\log M_{\text{vir}} = \log M_{\text{e}}(0.83 \pm 0.05) + (1.77 \pm 0.49) \quad (\text{IMF de Chabrier}) \quad [6.6]$$

Los coeficientes de correlación son $r = 0,53$ para la [6.5] y $r = 0,54$ para la [6.6]

Las bandas o intervalos de confianza se han calculado con un nivel de confianza del 95 %. Se han utilizado las rutinas :

http://www.astro.rug.nl/software/kapteyn/EXAMPLES/kmpfit_ODRparabola_confidence.py

6.6. Relación masas viriales frente a masas estelares para galaxias a desplazamiento al rojo intermedio

Como resultado final de esta tesis, vamos a comparar la relación que hemos obtenido entre masas viriales y masas estelares para galaxias con formación estelar del universo local con una exploración de galaxias con formación estelar a desplazamiento al rojo intermedio. Ambas muestras seleccionadas por su emisión en H α .

Nuestra relación es coherente con la presentada por Price, S., et al. (2015) en su trabajo “*The Mosdef Survey: Masses And Kinematic Structures Of Star-Forming Galaxies At $1.4 \leq z \leq 2.6$* ” (IAU 2015 Honolulu), (descrito en el punto 1.2.) donde aborda la cuestión sobre como están relacionadas la masa bariónica (estelar y de gas) y la dinámica. Examinando el gas y la cinemática estelar en las galaxias a $1.4 \leq z \leq 2.6$ usando mediciones de las líneas de emisión y absorción, miden la cinemática estelar en las galaxias con formación estelar en las que resuelven la rotación diferenciándolas de las que no resuelven como en el caso de las elípticas que no existen en la muestra UCM.

El uso de estos métodos, permite derivar las masas dinámicas, y las masas bariónicas ($M_* + M_{\text{gas}}$), (Las masas de gas las derivan del decremento Balmer corregido H α SFRs usando la relación de Kennicutt (1998)). Para el cálculo de las masas dinámicas (viriales) utilizan el valor del coeficiente virial $K=5$ en la formula [4] de acuerdo con Pettini et al. (2001). Las masas así calculadas de las galaxias, las comparan con las estelares concluyendo que el “offset” ($\Delta \log_{10} M = 0.19$) y la dispersión son mayores cuando comparan la dinámica con la estelar ($\sigma_{\text{RMS}} = 0.391$) que cuando comparan la dinámica con la bariónica ($M_* + M_{\text{gas}}$) ($\Delta \log_{10} M = 0.01$ y $\sigma_{\text{RMS}} = 0.347$). Véase la figura 6.9. Deducen de esto que la comparación con la masa dinámica es más ajustada cuando se utiliza la masa estelar mas la masa del gas (bariónica), que cuando solo se utiliza la estelar.

En el gráfico también se representa la influencia de la formación estelar en el cálculo de la masa virial observando un “Offset” diferente para las galaxias con diferente tasa de formación estelar específica, calculada con la línea H α , $\log_{10}(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) \geq -9$ con línea azul y $\log_{10}(\text{SSFR}/\text{yr}^{-1}) < -9$ con línea roja.

Lo que no hacen es establecer una ecuación para estimar la masa virial calculada mediante la dispersión de velocidades en función de la masa estelar como nosotros en el presente trabajo.

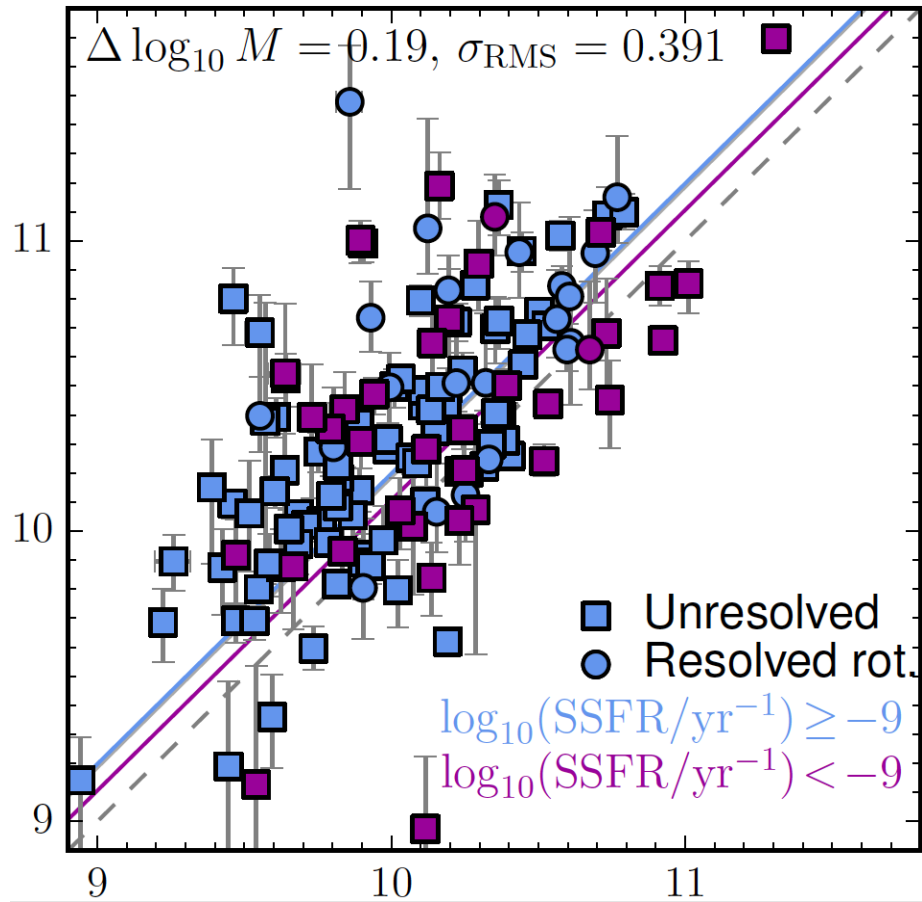


Figura 6.9 Reproducción de la figura 11-izquierda de Price S., (2015). En el eje x se representa el logaritmo de la masa estelar y en el eje y el logaritmo de la masa virial.

Comparando la figura 6.9 (Figura 11 de su trabajo) con la Figura 6.7 nuestra, obtenemos la figura 6.10

Aunque nuestra muestra UCM incluye galaxias de menor masa, hasta $\log M_v=8$, los valores superiores, osea el resto de la muestra, presentan un agrupamiento y dispersión similar. Será interesante encontrar los valores numéricos de la línea de tendencia que no ha podido ser calculada por lo reciente de su presentación, quedando para trabajos futuros.

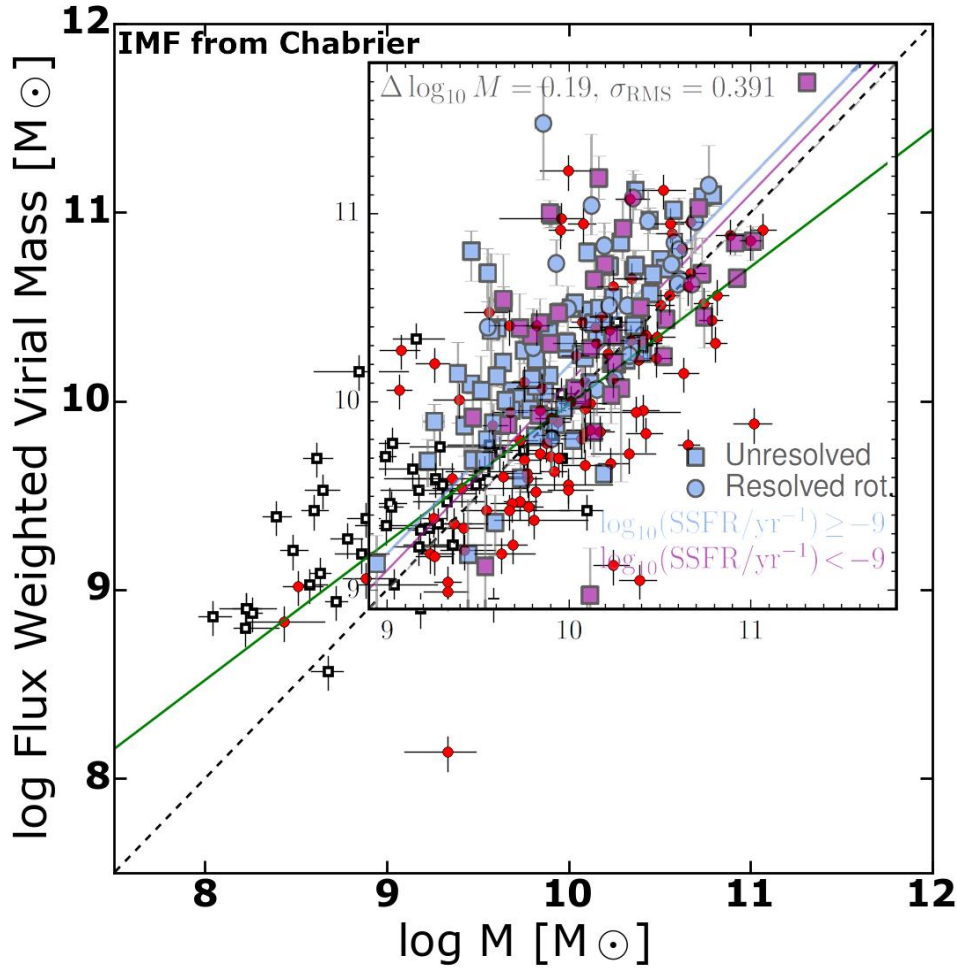


Figura 6.10. Superposición de figura 6,9 (11 de Price S., (2015)) sobre la Figura 6.7 de este trabajo.

A la vista del grafico 6.10 de esta página, este resultado de Price S., (2015) se puede considerar una validación de la estimación de la masa virial mediante la Masa estelar en otras exploraciones a diferentes z , aplicando la ecuación encontrada por nosotros en este trabajo (ecuaciones [6.5] y [6.6]) y que es la principal conclusión del mismo, junto con las estimaciones de la Masa estelar mediante la Masa Virial calculada por la dispersión de velocidades en otras exploraciones a diferentes z (ecuaciones de la tabla 6.1).

Esta estimacion de masas fue presentada por nosotros en la misma reunion de la IAU 2015 en forma de poster: “*Flux-weighted virial masses from emission lines as a tracer of stellar masses for star-forming galaxies*”.

Capítulo 7

Conclusiones

En ésta tesis se han estudiado los espectros de las líneas de emisión $H\alpha$ de las galaxias de la exploración UCM para determinar las masas viriales por la cinemática del gas y las masas dinámicas por la curva de rotación del campo de velocidades de las mismas. También se han actualizado los cálculos de las masas estelares, mediante modelos de síntesis de poblaciones, para su comparación con las anteriores. Las principales conclusiones de nuestro trabajo se exponen a continuación:

El estudio de las masas estelares obtuvo el siguiente resultado:

- Las masas estelares calculadas mediante modelos de síntesis de poblaciones utilizando diferentes Funciones Iniciales de Masas (IMF) de Salpeter y de Chabrier han mostrado un desplazamiento sistemático del conjunto, resultando mayores las masas estelares utilizando la IMF de Salpeter que las de Chabrier y estimándolo en un 10 % en su valor medio.

- Se ha determinado una clara diferencia en masa entre galaxias tipo “HII” y “Disco”, siendo las primeras menos masivas que las segundas. Esto es una manifestación directa de la mayor luminosidad en K de las galaxias tipo disco, ya que las razones masa-luminosidad no varían demasiado de un tipo espectroscópico a otro. Hay, sin embargo, un cierto solapamiento entre las distribuciones de masa de ambos tipos, indicando un continuo en las propiedades espectroscópicas.

La determinación de las curvas de rotación y el cálculo de las masas dinámicas mediante dichas curvas, alcanzo los siguientes resultados:

- Para una galaxia dominada por uno o varios procesos de formación estelar, la curva de rotación obtenida a partir de la emisión $H\alpha$, que se originan en las nubes de gas ionizado por estrellas calientes (y por tanto, jóvenes), ha demostrado que es una buena aproximación a la curva de rotación general de la galaxia.

- El 66% de las masas dinámicas por curva de rotación calculadas son menores que las masas viriales, aunque no hay indicios de una relación simple. El motivo podría ser que el brote de formación estelar del núcleo es el que domina la emisión global de la galaxia y por lo tanto en mayor o menor medida la dispersión de velocidades obtenida del espectro, así como la fracción de masa bariónica y la geometría del sistema.

La comparación entre las masas calculadas mediante los diferentes procedimientos, nos ha proporcionado los siguientes resultados:

- Las masas viriales obtenidas mediante la dispersión de velocidades para la muestra de galaxias con formación estelar del universo local estudiadas, son consistentes con las masas estelares inferidas a partir de la distribución espectral de energía. Este resultado confirma la posibilidad de utilizar las masas estelares como método para obtener una primera estimación fiable de la masa virial de una galaxia cuando no se dispone de cinemática de suficiente resolución.

- Se ha obtenido una relación para estimar la masa estelar de una galaxia con formación estelar en función de la masa virial, calculada a partir de la dispersión de velocidades, ponderada por flujo, medida en la emisión $H\alpha$, lo que sugiere una calibración aplicable a futuras muestras de galaxias a diferentes z donde no tengamos resolución espacial suficiente o espectroscopía de alta resolución.

Capítulo 8

Trabajos futuros

A continuación se relacionan una serie de proyectos que se deberían llevar a cabo en un futuro cercano y que surge de manera natural como prolongación del trabajo de esta tesis doctoral.

- Con el fin de aumentar la solidez de una curva de rotación obtenida a partir de la emisión $H\alpha$ de una galaxia, se podría repetir el estudio con las líneas del Nitrógeno $[NII]\lambda\lambda 6548,6584 \text{ \AA}$ y el Azufre $[SII]\lambda\lambda 6717,6720 \text{ \AA}$. Esto mejoraría la consistencia de los datos obtenidos con la línea $H\alpha$, pero necesita de espectros con muy buena relación señal-ruido.

- Estudiar la concordancia con la relación de Tully-Fisher, comparando las velocidades de rotación (corregidas de inclinación) con las luminosidades (corregidas de extinción).

- Extender el estudio para intentar obtener algunas propiedades del halo de materia oscura de las galaxias de la exploración UCM.

- Estudiar en detalle las discontinuidades que se observan en determinadas zonas de las curvas de rotación de algunas galaxias incluidas en este trabajo. Estas características podrían atribuirse a velocidades diferentes por fenómenos de contra-rotación originados en eventos de interacción ocurridos en el pasado de la galaxia.

- Realizar un estudio similar al presentado en este trabajo, pero con datos de hidrógeno neutro HI para toda la muestra UCM.

Capítulo 9

Referencias

- Abraham, R. G. et al., 1996b, ApJS, 107 ,1
- Alonso-Herrero, A. et al., 1996, MNRAS, 278, 417
- Aragón-Salamanca et al., 1993, MNRAS, 262, 764A
- Baba, J., Saitoh, T., Wada, K., 2013, ApJ, 763, 46
- Balzano, V. A., 1983, ApJ, 268, 602B
- Banhatti, D. & Datta, R., 2011. ASInC, 3Q, 147B
- Barger et al., 1998, ApJ, 501, 522B
- Barton, J. C. & van Zee, L., 2002, AAS, 200, 2705B
- Barton Gillespie et al., 2002, AAS, 200, 2705B
- Baugh et al., 1998, ApJ, 498, 504B
- Bell, E.F. & Jong, D., 2001, ApJ, 550, 212B
- Bender, R. et al., 1992, ApJ, 399, 462B
- Blanton et al., 2003, AAS, 14501B
- Bower et al., 1992, MNRAS, 254, 601B
- Brinchmann, J. & Ellis, R. S., 2000, ApJ, 536L, 77B
- Broeils, A. H., et al., 1992, A&A, 256, 19-32
- Cappellari, M., 2006, MNRAS, 366, 1126C
- Cappellari, M. 2015, IAUS, 311, 20C
- Cardiel, N. 1999, Tesis Doctoral
- Connolly et al., 1997, hsth. Conf, 127C
- Chabrier, G., 2003, ApJ, 586, L133.

- Charlot, S., 1998, wfsc. Conf, 127C
- Charlot, S. & Falls, S. M., 2000, ApJ, 539, 718
- Cheng, Li et al., 2012, ApJ, 762L, 7L
- De Vaucouleurs et al., 1991, Sci, 254, 1667D
- Dressler, A. & Shectman, S. A., 1998, AJ, 95, 985D
- Driver, S. P., Windhorst, R. A., & Griffiths, R. E., 1995, ApJ, 449L, 23D
- Drory, N., Bender, R. & Hopp, U., 2004, ApJ, 616L, 103D
- Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M., 2008, MNRAS, 390, 466E
- Erroz-Ferrer, S., 2012, MNRAS, 427, 2938E
- Eymeren, J. et al 2010. ASPC, 421, 253V
- Eymeren, J. et al. 2011. A&A, 530A, 29V
- Eymeren, J. et al. 2011. A&A, 530A, 30V
- Gallazzi et al., 2006, MNRAS, 370, 1106G
- Gallego, J., 1995, Tesis Doctoral
- Gallego, J. et al., 1995, ApJ, 455, L1
- Gallego, J., 1996, A&AS, 120, 323
- Gallego, J., 1997, ApJ, 475, 502
- Gallego, J., et al., 2005 mmgf.conf..384G
- Gil de Paz, A., Aragón-Salamanca, A., , MNRAS, 316, 357
- Gil de Paz, A. et al., 2000a, MNRAS, 357, 373
- Gil de Paz, A., 2000b, A&A, 361, 465
- Glazebrook et al., 1999, MNRAS, 306, 843G
- Guglielmo, V. et al., 2015, MNRAS, 450, 2749G
- Guzmán, R., et al., 1996, ApJ, 460, L5-L9
- Guzmán, R., Gallego, J., et al. 1997, ApJ, 489, 572
- Hu, E. M., Cowie, L. L. & McMahon, R. G., 1998, ApJ, 502L, 99H
- Hughes et al., 1998, JRASC, 92, 313H
- Jarrett et al. 2000, AJ, 119, 2498J
- Johnson, M et al., 2012, ApJ, 144, 152J
- Kauffmann et al. 2003, MNRAS, 341, 54K

-
- Kennicutt, R. C., 1992, *ApJ*, 388, 310
- Kennicutt, R. C., 1998, *swg. work*, 134K
- Kennicutt, R. C., & Evans, N. J., 2012, *ARA&A*, 50, 531K
- Kinney et al. 1996, *ApJ*, 467, 38K
- Koo et al., 1994, *ApJ*, 427L, 9K
- Lagattuta,D et al., 2010, *ApJ*, 716, 1579L
- Leitherer et al., 1999, *ApJ*, 123, 3
- Lemoine-Busserolle, M & Lamareille, F., 2009, *MNRAS*, 402, 2291L.
- Lemoine-Busserolle, M et al 2009, *MNRAS*, 401, 1657L.
- Li, C. and White, S., 2009, *MNRAS*, 407, 515L.
- Li, C. and White, S., 2012, *MNRAS*, 419, 1557L
- Li,Cheng et al., 2013, *ApJ*, 762L, 7L.
- Neumayer, N et al., 2011, *MNRAS*, 413, 1875N.
- Madau, P., et al., M., 1998, *ApJ*, 498, 106
- Madau, P., et al., M., 1996, *MNRAS*, 283, 1388M
- Madau, P., et al., 2014,, *ARA&A*, 52, 415M
- Maddox et al. 1990, *MNRAS*, 243, 692M
- Maseda et al., 2013, *ApJ*, 778L, 22M
- Metevier, A.J., 2003, PhD Thesis, University of California, Santa Cruz.
- Moriondo et al., 2000, *A&A*, 364, 26M
- Mutch, Simon J., et al., 2013, *MNRAS*, 435, 2445M
- Pascual, S., et al., 2001, *A&AS*, 379, 798
- Pei, Y. C. & Fall, S.M., 1995, *ApJ*, 454, 69P
- Pettini et al., 2001, *ApJ*, 554, 981Pv
- Peralta, L., et al., 2015, *MNRAS*, 440, 1634P
- Pérez-González, P., 2003, Tesis Doctoral
- Pérez-González, P. et al., 2000, *A&AS*, 141, 409
- Pérez-González, P., et al., 2001, *A&A*, 365, 370
- Persic, M., Salucci, P. & Stel, F., 1996, *MNRAS*, 281, 27P
- Phillips, A., Guzmán, R., Gallego, J., 1997, *ApJ*, 489, 558

- Pisano, J., et al., 2001, ApJ, 122, 1212
- Price S., et al, IAU 2015 Honolulu. En preparación
- Reynolds, R. J., 1990, LNP, 362, 121R
- Rodriguez-Meza, MA., 2012, AIPC, 1473, 74R
- Salpeter, E. E., 1955, ApJ, 121, 161
- Salucci, P., 2010, EAS, 36, 133S
- Salzer et al. 1998b, ApJS, 70, 479S
- Sanduleak, N. & Pesch, P., 1990, ApJS, 72, 291S
- Simons, R et al., 2015, MNRAS, 452, 986S
- Sofue, Y., 2011, PASJ, 63, 813S.
- Steidel et al., 1999, PNAS, 96, 4232S
- Stoughton et al., 2002, AJ, 123, 485S
- Swaters, R et al., 2009, A&A, 493, 871S
- Takase et al., 1985, gsvs.conf, 59T
- Taylor, E. N. et al, 2010, ApJ, 722, 1T
- Torres-Flores, S et al., 2011, MNRAS, 416, 1936T.
- Tresse, L. & Maddox, S. J., 1998, ApJ, 495, 691T
- Van der Wel et al., 2006, ApJ, 652, 97V
- Vitores, A., 1994, Tesis Doctoral
- Vitores, A. G. et al., 1996, A&AS, 118, 7
- Volonteri, M., Saracco, P., & Chincarini, G. 2000, A&AS, 145, 111
- Vorontsov-Velyaminov, B. A., 1977, [A&AS](#), 28, V
- Wadadekar, Y., 2011, IAU APRIM
- Wake, D et al. 2012, ApJ, 751L, 44W
- Zamorano, J., Rego, M., Gallego, J., 1994, ApJS, 95, 387
- Zamorano et al. 1992, AJ, 104, 1000Z
- Zamorano, J., 1996, ApJS, 105, 343Z
- Zomoru, D. S. et al., 2012, ApJ, 763, 73S
- Zasov, A., et al., 2012, AstBu, 67, 362Z

Capítulo 10

Índice de figuras y tablas

Figura	Página
Figura 1.1. Curva de rotación obtenida para la galaxia UCM0047+0213 que sirve de ejemplo	18
Figura 2.1 Espectro óptico de una galaxia con formación estelar activa con las principales líneas de emisión marcadas. Se superponen las curvas de transmisión de algunas bandas fotométricas	31
Figura 2.2. Gráfico de Madau (Madau et al. 1996) que incluye la densidad de SFR obtenido a partir de la exploración UCM (Gallego et al. 1995) en el primer punto triangular a la izquierda.	32
Figura 2.3 Radio efectivo frente a su color (B-V) de las galaxias de la exploración UCM (Izda.) y anchura equivalente de la línea H α frente a la magnitud absoluta en banda Johnson B (Dcha.). Se representan con símbolos rojos las galaxias tipo “HII” y las tipo “Disco” con símbolos negros.	34
Figura 2.4 Desplazamiento al rojo z frente a la magnitud aparente m de las galaxias de la exploración UCM (Izda.) así como el tamaño r (kpc) frente a la magnitud absoluta M en banda Johnson B (Dcha.). Se representan con símbolos rojos las galaxias tipo “HII” y las tipo “Disco” con símbolos negros.	34
Figura 2.5 Imágenes tomadas con filtro estrecho H α , con el telescopio NOT en el Observatorio del Roque de los Muchachos en la isla de La Palma, de los tipos mencionados en el texto.	35
Figura 2.6. Histogramas de masas. Distribución, según su masa, de los dos grupos de galaxias de la exploración UCM, tipo HII y tipo disco (Disk).	44
Figura 2.7 Comparativa de masas estelares de 2003 con 2013. IMF Salpeter (izquierda) y Chabrier (Derecha).	45
Figura 2.8. Comparativa corregida de masas estelares de 2003 con 2013. IMF Salpeter y Chabrier.	47

Figura 2.9 Gráfico de la diferencia del valor de las masas estelares actualizadas según la Función Inicial de Masas (IMF) de Salpeter y de Chabrier. **47**

Figura 3.1. (Izda.) Telescopio INT 2.5m en el observatorio del Roque de los Muchachos (Isla de la Palma) y detalle del espectrógrafo IDS (dcha). **49**

Figura 3.2 Imagen espectroscópica de la galaxia UCM0015+2212 antes (arriba) y después (abajo) del procesado. El intervalo espectral va desde 6550 a 6950 y se aprecian las líneas de H α escoltada por las de [NII]6548,6584A así como el doblete del [SII] 6717, 6731. **53**

Figura 3.3. Espectro monodimensional calibrado en longitud de onda correspondiente a la fila 176 de la galaxia UCM2307+1947 y listo para medir. **54**

Figura 3.4. Ejemplo del espectro de la galaxia UCM1443+2844 antes y después de la limpieza de Rayos Cósmicos mediante la función *cleanest* de REDUCEME. **55**

Figura 3.5. Diagrama de flujo del proceso de reducción y calibración de espectros. **57**

Figura 3.6. Ejemplo de la medida de la posición y anchura de H α para un espectro con menos relación señal/ruido que el mostrado en la Figura 3.5. El intervalo espectral se ha reducido a la región espectral de interés. **58**

Figura 3.7. Espectros monodimensionales ejemplo de los cuatro tipos espectroscópicos mencionados donde además se observa diferente relación señal ruido. **60**

Figura 4.1. Galaxia UCM1443+2548. Imagen en H α donde se marcan las escalas angulares y espaciales (Izda.) y la misma imagen con la rendija larga utilizada PA=0 **64**

Figura 4.2. Galaxia UCM2253+2219. Imagen en H α donde se marcan las escalas angulares y espaciales (Izda.) y la misma imagen con la rendija larga utilizada en PA=35 (dcha.). **65**

Figura 4.3. Ejemplo de curva de rotación. Galaxia UCM0023+1908. **66**

Figura 4.4. Ejemplo de espectro bidimensional y curva de rotación de la galaxia UCM1304+2818. En el eje horizontal se representa en kpc la distancia galactocéntrica. En el eje vertical se representan las diferencias de velocidad en km/s respecto al centro de la galaxia. En este caso se han medido 61 espectros a lo largo de la rendija. Se aprecia como las barras de error en las medidas van aumentando según disminuye la señal en zonas externas del disco óptico en uno de los brazos. **67**

Figura 4.5. Ejemplo de espectro bidimensional y curva de rotación de la galaxia UCM0023+1908. En este caso con sólo 21 medidas disponibles al ser su tamaño inferior a 2 kpc de radio. **68**

Figura 4.6. Curva de rotación de la galaxia UCM0119+2156 (más información en la ficha 37 del Anexo A) con zonas de posible discontinuidad. **69**

Figura 4.7. Curva de rotación de la galaxia UCM1312+2954 (ficha 87 del Anexo A) con gran asimetría.	70
Figura 4.8. Curva de rotación de la galaxia UCM2325+2208 (ficha 159 del Anexo A) con zonas de posible contra-rotación.	70
Figura 4.9. Histograma de inclinación de las galaxias de la muestra.	77
Figura 5.1. Comparación de masas viriales de las campañas de 1997 con la campaña de 2008.	83
Figura 5.2. Magnitud aparente r de Gunn frente a la masa virial pond. por flujo.	85
Figura 5.3. Magnitud absoluta B de Johnson frente a la masa virial ponderada por flujo. El error medio de B es 0,06 magnitudes.	86
Figura 5.4 Radio efectivo en kpc frente a la masa virial ponderada por Flujo. El error medio de r_e es 7%.	87
Figura 5.5 Logaritmo de la anchura equivalente de la línea de emisión $H\alpha$ frente al logaritmo de la masa virial ponderada por flujo para cada galaxia. El error mediano de las EWs es del 13 %.	89
Figura 5.6. Color $B-V$ observado frente al logaritmo de la masa virial ponderada por Flujo para las galaxias de la muestra UCM.	90
Figura 5.7. Parámetro de asimetría A frente a la masa virial ponderada por flujo	92
Figura 6.1. Comparación del logaritmo de las masas dinámicas frente al logaritmo de las masas viriales colapsadas.	95
Figura 6.2 Comparación del logaritmo de las masas dinámicas con el logaritmo de las masas viriales ponderadas por flujo.	96
Figura 6.3 Comparación de masas dinámicas frente a las masas estelares utilizando la IMF de Salpeter (izquierda) y la IMF de Chabrier (derecha). Los objetos tipo disco se han representado en rojo, mientras que los objetos tipo HII se han representado en negro.	98
Figura 6.4 Comparación de las masas estelares (Función Inicial de Masas IMF de Salpeter) con las masas viriales ponderadas por flujo. Se ha representado una línea de referencia 1:1 y los mejores ajustes para el tipo disco (símbolos y expresión en rojo) y para el tipo Hii (en negro).	99
Figura 6.5 Comparación de las masas estelares (Función Inicial de Masas IMF de Chabrier) con las masas viriales ponderadas por flujo.	100
Figura 6.6 reproducción de la figura 1 de Taylor et al. 2009 donde muestran el buen acuerdo entre la masa estelar y la virial. Notese la constante utilizada $k=4$ para la morfología de la muestra utilizada	103

Figura 6.7 Masas viriales ponderadas por flujo en función de las masas estelares (asumiendo la Función Inicial de Masas tipo Salpeter). **105**

Figura 6.8 Masas viriales ponderadas por flujo en función de las masas estelares (asumiendo la Función Inicial de Masas tipo Chabrier). **106**

Figura 6.9 Reproducción de la figura 11-izquierda de Price S., (2015) **108**

Figura 6.10 Superposición de figura 11 de Price S., (2015) sobre la Figura 6.7 de este trabajo. **109**

Tablas

Tabla 2.1 Relación de las galaxias de la exploración UCM y sus coordenadas **37**

Tabla 3.1. Campañas observacionales **51**

Tabla 3.2. Resumen de las campañas realizadas **51**

Tabla 3.4 Contenido de las celdas de las hojas de cálculo por columnas **59**

Tabla 4.1 Masas dinámicas con HI y con H α **75**

Tabla 4.2 Precisiones en la determinación de las masas viriales **80**

Tabla 6.1 Ajustes a las relaciones entre el logaritmo de las masas estelares (M_e) y el logaritmo de las masas viriales $PondF$ (M_{vir}). **101**

11. Otras tablas

En este Capítulo se incluyen las tablas que por sus dimensiones y características no tienen cabida en el texto. Son las siguientes:

Tabla 11.1. Datos.	125
Tabla 11.2. Resultados.	135
Tabla 11.3. Ejemplo de Hoja de Calculo	142
Tabla 11.4. Otros Parámetros	143
Tabla 11.5. Listado de las observaciones de las galaxias UCM con espectros útiles obtenidos en las cuatro campañas realizadas	149

Tabla 11.1. Datos

UCM#	Mag_r	r_err±	z	B	B_err ±	Re_kpc	Re_err±	Inclin	inc_err±	PA	PA_err±	tipo morfo	tipo espect
0000+2140	---	-----	0,0422	-20,67	0,06	3,7	0,2	49,79	2,49	308	1	Sa	IIIIH
0003+2200	16,30	0,08	0,0307	-18,06	0,06	1,6	0,1	62,51	3,13	95	1	Sc+	DANS
0003+2215	---	-----	0,0384	-19,37	0,06	3,2	0,1	77,21	3,86	5	1	Sc+	SBN
0003+1955	---	-----		-21,47	0,07	0,6	0,1	---	---	---	---	Sy1	Sy1
0005+1802	---	-----	0,0123	-18,30	0,06	1,6	0,1	65,11	3,26	76	1	Sb	SBN
0006+2332	---	-----	0,0358	-19,65	0,06	2,9	0	62,32	3,12	338	1	Sb	IIIIH
0013+1942	16,60	0,08	0,0242	-18,42	0,06	1,9	0,1	31,36	1,57	45	1	Sc+	IIIIH
0014+1748	14,01	0,07	0,0271	-19,83	0,06	6,3	0,2	67,01	3,35	45	1	SBb	SBN
0014+1829	15,91	0,08	0,0216	-18,21	0,06	1,1	0,2	44,69	2,23	70	1	Sa	IIIIH
0015+2212	16,04	0,08	0,0189	-18,12	0,06	1	0	37	1,85	0	1	Sa	IIIIH
0017+1942	15,38	0,08	0,0192	-19,60	0,06	3,1	0,1	67,3	3,36	0	1	Sc+	IIIIH
0017+2148	---	-----	0,026	-17,90	0,06	1	0	65,11	3,26	40	1	Sa	IIIIH
0018+2215	16,15	0,08	0,0198	-17,68	0,05	0,8	0	31,7	1	0	1	Sb	DANS
0018+2218	---	-----	---	-19,23	0,06	4,5	0,2	---	---	---	---	Sb	SBN
0019+2201	15,82	0,08	0,0267	-18,07	0,06	2	0,1	47,3	2,37	70	1	Sb	DANS
0022+2049	14,65	0,07	0,0328	-19,07	0,06	1,7	0	55,91	2,8	115	1	Sb	IIIIH
0023+1908	---	-----	0,0385	-18,62	0,06	1,2	0,1	38,79	1,94	40	1	Sc+	IIIIH
0034+2119	---	-----	---	-19,99	0,06	3,7	0,2	---	---	---	---	SBc+	SBN
0037+2226	---	-----	---	-20,16	0,06	3,4	0,1	---	---	---	---	SBc+	SBN

0038+2259	15,61	0,08	0,0158	-20,29	0,06	4,2	0,1	69,28	3,46	82	1	Sb	SBN
0039+0054	---	-----	0,0169	-19,47	0,06	5,3	0,4	48,74	2,44	23	1	Sc+	SBN
0040+0257	16,85	0,09	0,0193	-19,17	0,06	1,7	0,1	46,56	2,33	317	1	Sb	DANS
0040+2312	---	-----	0,0375	-19,69	0,06	4,5	0,1	80,98	4,05	50	1	Sc+	SBN
0040+0220	16,61	0,08	0,0165	-17,22	0,05	0,6	0	38,8	1,94	315	1	Sc+	DANS
0040-0023	---	-----	0,0179	-20,26	0,06	4,1	0,1	3	0,15	65	1	Sc+	LINER
0041+0134	---	-----	0,0356	-20,01	0,06	7,1	0,1	33,61	1,68	70	1	Sc+	SBN
0043+0245	---	-----	0,0312	-17,21	0,05	0,9	0,1	65,11	3,26	73	1	Sc+	HHH
0043-0159	---	-----	0,0307	-21,32	0,07	5,7	0	34,72	1,74	330	1	Sc+	SBN
0044+2246	14,90	0,08	0,0333	-19,32	0,06	4,5	0,1	73,81	3,69	65	1	Sb	SBN
0045+2206	---	-----	0,0299	-19,86	0,06	1,5	0	51,52	2,58	6	1	Sb	HHH
0047+2051	16,14	0,08	0,0281	-20,21	0,06	3,3	0,1	35,49	1,77	135	1	Sc+	SBN
0047-0213	14,97	0,08	0,027	-18,44	0,06	1,1	0	63,38	3,17	40	1	S0	DHHH
0047+2413	14,81	0,08	0,0263	-20,31	0,06	4,7	0,1	55,62	2,78	40	1	Sa	SBN
0047+2414	---	-----	---	-20,96	0,06	3,6	0,1	---	---	---	---	Sc+	SBN
0049-0006	18,52	0,09	0,0364	-17,53	0,05	1	0,1	45,31	2,27	285	1	BCD	BCD
0049+0017	16,69	0,08	0,032	-16,82	0,05	1,1	0	53,62	2,68	340	1	Sb	DHHH
0049-0045	---	-----	0,0374	-16,70	0,05	0,6	0	56,11	2,81	353	1	Sb	HHH
0050+0005	16,03	0,08	0,0174	-19,48	0,06	2,2	0,1	55,65	2,78	55	1	Sa	HHH
0050+2114	14,78	0,07	---	-19,76	0,06	1,5	0,1	---	---	---	---	Sa	SBN
0051+2430	---	-----	0,0352	-19,17	0,06	2,9	0,1	80,98	4,05	25	1	Sa	SBN
0054-0133	---	-----	---	-20,95	0,06	6,1	0,3	---	---	---	---	Sb	SBN
0054+2337	---	-----	---	-19,21	0,06	2,9	0,1	---	---	---	---	Sc+	HHH
0056+0044	16,52	0,08	0,0328	-17,80	0,05	2,8	0,1	59,71	2,99	135	1	Irr	DHHH

0056+0043	16,20	0,08	0,0273	-18,06	0,05	0,9	0	58,07	2,9	90	1	Sb	DHIIH
0119+2156	15,46	0,08	0,019	-20,65	0,06	7,3	0,5	81,41	4,07	42	1	Sb	Sy2
0121+2137	15,47	0,08	---	-20,18	0,06	6	0,4	---	---	---	---	Sc+	SBN
0129+2109	---	-----	0,0352	-21,14	0,07	5,9	0,1	70,03	3,5	335	1	SBe+	LINER
0134+2257	---	-----	0,0367	-20,41	0,06	5,4	0,2	55,82	2,79	23	1	Sb	SBN
0135+2242	16,26	0,08	0,0173	-19,39	0,06	2,1	0,1	38,8	1,94	55	1	S0	DANS
0138+2216	---	-----	0,0363	-19,92	0,06	2,9	0,1	35,55	1,78	307	1	Sc+	Sburst
0141+2220	15,91	0,08	0,0174	-18,43	0,06	1,2	0,1	53,99	2,7	45	1	Sa	DANS
0142+2137	14,25	0,07	0,0323	-21,11	0,07	7,6	0,1	36,23	1,81	35	1	SBb	Sy2
0144+2519	14,98	0,08	0,0103	-21,27	0,07	6,5	0,1	52,94	2,65	45	1	SBe+	SBN
0147+2309	15,99	0,08	0,0329	-18,17	0,06	1,3	0,1	65,25	3,26	0	1	Sa	HHH
0148+2123	16,49	0,08	0,0315	-17,41	0,05	1,1	0,1	---	---	0	1	BCD	BCD
0150+2032	16,19	0,08	0,0277	-19,62	0,06	4,1	0,2	54,31	2,72	65	1	Sc+	HHH
0156+2410	14,66	0,07	0,0253	-18,90	0,06	1,6	0,1	65,03	3,25	70	1	Sb	DANS
0157+2413	13,79	0,07	0,0172	-19,78	0,06	3,9	0,2	80,1	4,01	355	1	Sc+	Sy2
0157+2102	14,58	0,07	0,038	-18,67	0,06	1,1	0	83,15	4,16	85	1	Sb	HHH
0159+2354	16,36	0,08	0,0242	-17,43	0,05	0,8	0,1	55,55	2,78	135	1	Sb	HHH
0159+2326	14,83	0,08	0,0234	-18,80	0,06	1,8	0	77,69	3,88	45	1	Sc+	DANS
1246+2727	---	-----	0,0234	-18,90	0,06	2,2	0	56,89	2,84	355	1	Irr	HHH
1247+2701	16,12	0,08	0,0247	-18,31	0,06	1,7	0,1	67,13	3,36	50	1	Sc+	DANS
1248+2912	---	-----	0,0249	-19,86	0,06	4	0,1	49,91	2,5	270	1	SBb	SBN
1253+2756	15,41	0,08	0,0348	-18,22	0,06	1,1	0	49,43	2,47	180	1	Sa	HHH
1254+2740	15,54	0,08	0,0275	-18,02	0,06	1,3	0,1	72,2	3,61	255	1	Sb	SBN
1254+2802	15,88	0,08	0,0229	-18,35	0,06	2	0,1	61,39	3,07	250	1	Sc+	DANS

1255+2819	15,33	0,08	0,0363	-19,33	0,06	5,3	0,5	45,73	2,29	270	1	Sb	SBN
1255+3125	15,30	0,08	0,0205	-18,87	0,06	1,8	0,2	72,55	3,63	180	1	Sa	HHIH
1255+2734	16,15	0,08	0,0228	-18,13	0,06	2	0	50,88	2,54	141	1	Sc+	SBN
1256+2717	---	-----	0,0258	-17,50	0,05	1,4	0,2	60,73	3,04	54	1	S0	DHHH
1256+2732	15,37	0,08	0,0116	-19,26	0,06	2,2	0,2	39,11	1,96	0	1	Sa	SBN
1256+2701	16,27	0,08	0,0233	-18,55	0,06	3,7	0,2	84,65	4,23	300	1	Sc+	HHIH
1256+2910	15,28	0,08	0,0182	-19,26	0,06	2,7	0,2	36,51	1,83	0	1	Sb	SBN
1256+2823	15,30	0,08	0,0191	-19,62	0,06	3,8	0,5	51,58	2,58	40	1	Sb	SBN
1256+2754	14,90	0,08	0,0179	-18,98	0,06	1,6	0,1	26,58	1,33	280	1	Sa	SBN
1256+2722	15,30	0,08	0,0363	-18,33	0,06	1,8	0,1	51,88	2,59	330	1	Sb	DANS
1257+2808	15,66	0,08	0,0182	-18,01	0,06	1,2	0	48,33	2,42	354	1	Sb	SBN
1258+2754	14,90	0,08	0,0577	-19,24	0,06	2,9	0,1	68,6	3,43	80	1	Sa	SBN
1259+2934	12,85	0,07	0,0341	-21,15	0,07	7,1	0,1	41,65	2,08	27	1	Sb	Sy2
1259+3011	15,40	0,08	0,0337	-19,45	0,06	1,4	0,1	53,47	2,67	30	1	Sa	SBN
1259+2755	14,61	0,07	---	-19,57	0,06	2,3	0,1		1	70	1	Sa	SBN
1300+2907	16,86	0,09	0,0128	-17,68	0,05	1,2	0,1	62,86	3,14	45	1	Sa	HHIH
1301+2904	15,57	0,08	0,0139	-19,41	0,06	4,1	0,7	43,12	2,16	16	1	Sb	HHIH
1302+2853	15,99	0,08	0,0253	-18,62	0,06	1,7	0	56,93	2,85	90	1	Sb	DHHH
1302+3032	---	-----	0,0178	-19,27	0,06	1,8	0,1	55,31	2,77	305	1	Sa	HHIH
1303+2908	16,28	0,08	0,0179	-18,51	0,06	2,6	0,1	53,96	2,7	30	1	Irr	HHIH
1304+2808	15,03	0,08	0,017	-18,83	0,06	2,8	0,2	65,9	3,3	135	1	Sb	SBN
1304+2830	18,09	0,09	---	-16,3	0,05	0,6	0	---	---	180	1	BCD	DHHH
1304+2907	14,61	0,07	0,0194	-19,08	0,06	3,7	0,3	61,95	3,1	6	1	Irr	
1304+2818	15,06	0,08	0,0154	-19,32	0,06	3,2	0	28,2	1,41	0	1	Sc+	SBN

1306+2938	15,09	0,08	0,0409	-19,25	0,06	1,9	0	39,74	1,99	70	1	SBb	SBN
1306+3111	15,55	0,08	0,013	-17,93	0,06	1,2	0	35,63	1,78	297	1	Sc+	DANS
1307+2910	13,22	0,07	0,0224	-20,34	0,06	6,8	0,2	43,35	2,17	86	1	SBb	SBN
1308+2958	14,53	0,07	0,0359	-19,52	0,06	4,5	0	53,64	2,68	330	1	Sc+	SBN
1308+2950	13,90	0,07	0,0464	-20,25	0,06	7,3	0,4	58,03	2,9	---	---	SBb	SBN
1310+3027	15,80	0,08	0,0249	-18,40	0,06	1,9	0,1	58,04	2,9	340	1	Sb	DANS
1312+3040	14,80	0,07	0,0236	-19,37	0,06	2,3	0,1	72,52	3,63	210	1	Sa	SBN
1312+2954	15,24	0,08	0,023	-18,86	0,06	3	0,1	---	---	280	1	Sc+	SBN
1313+2938	16,56	0,08	0,0346	-19,23	0,06	1,3	0,1	89,74	4,49	40	1	Sa	HHH
1314+2827	15,72	0,08	0,0262	-18,88	0,06	1,4	0,1	40,01	2	0	1	Sa	SBN
1320+2727	17,08	0,09	0,03	-17,74	0,05	0,9	0,1	59,36	2,97		1	Sb	DHHH
1324+2926	17,24	0,09	0,0166	-16,33	0,05	0,7	0,1	38,55	1,93	140	1	BCD	BCD
1324+2651	14,56	0,07	0,0313	-20,04	0,06	1,4	0,3	85,43	4,27	60	1	S0	SBN
1331+2900	18,62	0,09	0,0242	-16,92	0,05	1	0,1	64,7	3,23	140	1	BCD	BCD
1428+2727	14,56	0,07	---	-19,08	0,06	1,7	0	---	---	60	1	Irr	HHH
1429+2645	17,12	0,09	0,0252	-17,99	0,06	1,6	0,1	25	1,25	0	1	Sb	DHHH
1430+2947	15,92	0,08	0,0248	-19,06	0,06	1,4	0,1	57,66	2,88	90	1	S0	HHH
1431+2854	14,98	0,08	---	-19,99	0,06	2,7	0,2	46,65	2,33	300	1	Sb	
1431+2702	16,76	0,08	0,0277	-18,91	0,06	1,9	0,1	29,08	1,45	67	1	Sa	HHH
1431+2947	17,53	0,09	0,0249	-17,04	0,05	1,8	0,2	69,82	3,49	320	1	BCD	BCD
1431+2814	15,95	0,08	---	-18,80	0,06	1,8	0,1	70,54	3,53	295	1	Sb	DANS
1432+2645	14,60	0,07	0,0281	-20,36	0,06	5	0,1	61,85	3,09	110	1	SBb	SBN
1440+2521S	16,37	0,08	0,03	-18,73	0,06	2,4	0,1	66,17	3,31	229	1	Sb	SBN
1440+2511	15,89	0,08	0,0246	-19,18	0,06	6,2	0,4	58,86	2,94	340	1	Sb	SBN

1440+2521N	15,85	0,08	0,0324	-19	0,06	2,6	0,1	66,17	3,31	229	1	Sb	SBN
1442+2845	14,85	0,08	0,0219	-17,94	0,06	1,3	0	61,89	3,09		1	Sb	SBN
1443+2714	15,13	0,08	0,0268	-19,48	0,06	2,6	0,1	41,68	2,08		1	Sa	Sy2
1443+2844	14,85	0,07	0,0208	-20,04	0,06	3,2	0,1	58,63	2,93	130	1	Sb	SBN
1443+2548	15,29	0,08	0,0223	-20,26	0,06	3,6	0,1	55	2,75	0	1	Sc+	SBN
1444+2923	15,74	0,08	0,0317	-19,11	0,06	3,6	0,2	31,7	1,59	0	1	S0	DANS
1452+2754	15,54	0,08	0,0339	-19,5	0,06	2,8	0,1	---	---	130	1	Sb	SBN
1506+1922	15,01	0,08	0,0217	-18,87	0,06	2,4	0,1	90,76	4,54	60	1	Sb	HHH
1513+2012	15,30	0,08	0,0315	-19,95	0,06	3,1	0,1	64,32	3,22	50	1	Sa	SBN
1537+2506N	14,3	0,07	0,0314	-19,99	0,06	3,2	0,1	55,65	2,78	45	1	SBb	HHH
1537+2506S	15,66	0,08	0,0114	-18,79	0,06	1,7	0,1	70,72	3,54	45	1	SBb	HHH
1557+1423	15,91	0,08	0,0339	-19,42	0,06	2,7	0,1	84,16	4,21	20	1	Sb	SBN
1612+1308	17,75	0,09	0,0352	-15,01	0,05	0,5	0	47,55	2,38	160	1	BCD	BCD
1646+2725	17,90	0,09	0,0326	-17,82	0,06	2	0,1	72,62	3,63	290	1	Sc+	DHHH
1647+2950	14,88	0,08	0,0322	-20,14	0,06	3,4	0,1	30,69	1,53	210	1	Sc+	SBN
1647+2729	15,37	0,08	0,0327	-20,3	0,06	2,7	0,2	58,06	2,9	270	1	Sb	SBN
1647+2727	15,63	0,08	0,0355	-20,32	0,06	0,3	0,1	27,6	1,38	270	1	Sb	SBN
1648+2855	15,17	0,08	0,0321	-20,19	0,06	2,4	0,1	39,05	1,95	290	1	Sa	HHH
1653+2644	16,10	0,08	0,0346	-21,35	0,07	3,2	0,2	---	---	0	1	Sa	SBN
1654+2812	17,43	0,09	0,0348	-17,93	0,06	2,5	0,3	57,31	2,87		1	Sc+	DHHH
1655+2755	14,35	0,07	0,0339	-20,49	0,06	7	0,1	---	---	45	1	Sc+	Sy2
1656+2744	16,45	0,08	0,0322	-18,52	0,06	2	0,1	45,59	2,28	200	1	Sa	SBN
1657+2901	16,62	0,08	0,0321	-18,58	0,06	1,6	0,1	56,56	2,83	260	1	Sb	DANS
1659+2928	14,78	0,07	0,0359	-20,49	0,06	3,1	0,1	---	---	300	1	SB0	Sy1

1701+3131	13,70	0,07	0,034	-20,71	0,06	2,3	0,1	---	---	40	1	S0	Sy1
2238+2308	13,98	0,07	0,0236	-20,47	0,06	3,2	0,1	---	---	0	1	Sa	SBN
2239+1959	14,26	0,07	0,0237	-20,23	0,06	2,5	0,1	---	---	40	1	S0	HHH
2249+2149	14,81	0,08	0,0462	-20,89	0,06	6,1	0,3	60,32	3,02	58	1	Sb	SBN
2250+2427	14,82	0,08	0,0421	-21,59	0,07	3,1	0,3	63,9	3,19	325	1	Sa	SBN
2251+2352	15,95	0,08	0,0257	-19,01	0,06	1,6	0,1	20	1	25	1	Sc+	DANS
2253+2219	15,61	0,08	0,0242	-19,04	0,06	1,5	0,1	70,88	3,54	35	1	Sa	SBN
2255+1930S	15,66	0,08	0,0192	-18,65	0,06	0,9	0	43,6	2,18	45	1	Sb	SBN
2255+1930N	14,83	0,08	0,0189	-18,90	0,06	1,7	0,1	71,47	3,57	90	1	Sb	SBN
2255+1926	16,33	0,08	0,0193	-17,82	0,06	2,3	0,1	64,78	3,24	350	1	Sb	HHH
2255+1654	15,32	0,08	0,0388	-19,70	0,06	5,4	0,1	---	---	75	1	Sc+	SBN
2256+2001	14,64	0,07	0,0192	-19,11	0,06	4,7	0,1	---	---	0	1	Sc+	DANS
2257+2438	15,32	0,08	0,0345	-21,01	0,07	0,6	0,1	32,24	1,61	305	1	S0	Sy2
2257+1606	17,00	0,09	0,0321	-19,67	0,06	1,4	0,02	3	0,15	0	1	S0	SBN
2258+1920	15,57	0,08	0,0216	-19,40	0,06	2	0	47,44	2,37	70	1	Sc+	DANS
2300+2015	15,93	0,08	0,0346	-19,82	0,06	2,7	0,1	---	---	90	1	Sb	SBN
2302+2053W	17,12	0,09	0,0328	-19,27	0,06	1,3	0,1	67,31	3,37	60	1	Sb	HHH
2302+2053E	14,58	0,07	0,0312	-21,45	0,07	4	0,1	64,52	3,23	70	1	Sb	SBN
2303+1856	15,06	0,08	0,0262	-19,85	0,06	2,6	0,1	---	---	335	1	Sa	SBN
2303+1702	16,29	0,08	0,042	-19,46	0,06	3,4	0,1	57,52	2,88	48	1	Sc+	Sy2
2304+1640	17,31	0,09	0,0172	-17,04	0,05	0,9	0	69,13	3,46	135	1	BCD	BCD
2304+1621	15,42	0,08	0,0384	-19,56	0,06	2,4	0,1	35,18	1,76	330	1	Sa	DANS
2307+1947	15,97	0,08	0,0271	-19,37	0,06	2,1	0,1	85,25	4,26	90	1	Sb	DANS
2310+1800	15,83	0,08	0,0363	-19,87	0,06	2,7	0,1	32,68	1,63	45	1	Sb	SBN

2312+2204	16,75	0,08	0,0327	-19,53	0,06	1,7	0,2	65,11	3,26	336	1	Sa	SBN
2313+1841	16,25	0,08	0,03	-18,96	0,06	4,1	0,4	---	---	315	1	Sb	SBN
2313+2517	14,94	0,08	0,0274	-20,76	0,06	3,8	0,1	3	0,15	7	1	Sa	SBN
2315+1923	16,98	0,09	0,0385	-18,90	0,06	2,1		76,69	3,83	0	1	Sb	HHIH
2316+2457	13,63	0,07	0,027	-21,24	0,07	2,8	0,1	49,86	2,49	326	1	Sba	SBN
2316+2459	15,13	0,08	0,027	-19,71	0,06	4,7	0,1	59,35	2,97	30	1	Sc+	SBN
2316+2028	16,85	0,09	0,0263	-18,84	0,06	1,3	0,1	53,77	2,69	30	1	Sa	DANS
2317+2356	13,35	0,07	0,032	-22,01	0,07	6,9	0,3	33,97	1,7	90	1	Sa	SBN
2319+2234	16,55	0,08	0,364	-19,48	0,06	2,4	0,1	78,96	3,95	90	1	Sb	SBN
2319+2244	14,76	0,07	0,0313	-20,17	0,06	3,5	0,2	---	---	320	1	S0	SBN
2320+2428	14,60	0,07	0,0328	-20,18	0,06	9,7	1	---	---	10	1	Sa	DANS
2321+2149	16,02	0,08	0,0374	-19,71	0,06	3,1	0,1	41,14	2,06	47	1	Sc+	SBN
2321+2506	15,33	0,08	0,032	-20,25	0,06	3,7	0,1	60,99	3,05	60	1	Sc+	SBN
2322+2218	16,59	0,08	0,0249	-17,62	0,05	1,3	0,1	46,9	2,35	140	1	Sc+	SBN
2324+2448	12,80	0,06	0,0116	-20,34	0,06	4,3	0,3	62,48	3,12	90	1	Sb	SBN
2325+2318	13,17	0,07	0,0114	-20,37	0,06	2,1	0	26,11	1,31	33	1	Sa	HHIH
2325+2208	11,81	0,06	0,0116	-21,12	0,07	6,5	0,1	43,85	2,19	36	1	SBc+	SBN
2326+2435	16,03	0,08	0,0166	-18,21	0,06	2	0	47,67	2,38	105	1	Sb	DHHIH
2327+2515N	15,45	0,08	0,0192	-19,23	0,06	1	0	---	---	0	1	Sb	HHIH
2327+2515S	15,23	0,08	0,0191	-19,22	0,06	1,3	0,1	---	---	0	1	S0	HHIH
2329+2427	14,68	0,07	0,019	-19,17	0,06	2,9	0,1	48,1	2,41	120	1	Sb	DANS
2329+2500	15,28	0,08	0,0305	-19,82	0,06	1,7	0,1	35,33	1,77	295	1	S0	Sy1
2329+2512	16,28	0,08	0,0124	-17,12	0,05	0,8	0	76,93	3,85	75	1	Sa	DHHIH
2331+2214	16,57	0,08	0,0352	-18,47	0,06	2,4	0,2	52,79	2,64	45	1	Sb	SBN

2333+2248	16,31	0,08	0,0399	-19,55	0,06	3,3	0,2	42,28	2,11	120	1	Sc+	HHH
2333+2359	16,02	0,08	0,0395	-19,36	0,06	2,2	0,1	---	---	---	---	S0a	Sy1
2348+2407	16,43	0,08	0,0359	-19,20	0,06	1,5	0,1	50,83	2,54	170	1	Sa	SBN
2351+2321	16,44	0,08	0,0265	-18,03	0,06	1,1	0,1	43,91	2,2	---	---	Sb	HHH
UCM#	Mag_r	r_err±	z	B	B_err±	Re_kpc	Re_err±	Inclin	inc_err±	PA	PA_err±	tipo morfolg	tipo espectral

Donde:

-**Z**: Desplazamiento al rojo de la galaxia correspondiente

-**Re_kpc**: Radio efectivo en kpc de la imagen de cada galaxia en la banda r (Isofota 24,5)

-**Mag_r** : Magnitud aparente en banda r de Gunn

-**B**: Magnitud Absoluta en banda B de Jhonson

-**Tipo espectral**

-**Tipo morfológico**

-**PA**: Angulo de posición en grados de la rendija larga en el espectroscopio.

Tabla 11.2. Resultados.

UCM#	σ_{pond} (km/s)	σ_{pond} Err \pm	logMvir	logMvir Err \pm	logMd	logMd Err \pm	logMe	logMe Err \pm
0000+2140	117,2	5,9	10,32	0,15	10,49	0,15	10,69	0,08
0003+2200	34,7	3,5	9,33	0,1	9,54	0,11	9,72	0,16
0003+2215	75,9	7,6	9,95	0,13	9,76	0,12	10,67	0,10
0003+1955	-----	-----	-----	-----	-----	v	10,76	0,12
0005+1802	106,9	10,7	10,24	0,14	9,26	0,1	10,30	0,07
0006+2332	38,1	1,9	9,35	0,1	9,81	0,13	9,53	0,19
0013+1942	76,7	3,8	10,16	0,14	9,89	0,13	9,35	0,26
0014+1748	33,8	1,7	9,71	0,12	9,02	0,09	9,23	0,06
0014+1829	63,2	6,3	9,13	0,09	8,26	0,05	10,53	0,10
0015+2212	25,6	1,3	9,03	0,09	7,48	0,01	9,34	0,22
0017+1942	36,7	1,8	9,56	0,11	10	0,13	9,55	0,08
0017+2148	48,1	2,4	9,53	0,11	8,74	0,08	9,46	0,26
0018+2215	36,3 \pm	3,6	9,19	0,1	7,51	0,01	9,48	0,10
0018+2218	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,92	0,12
0019+2201	38,0	3,8	9,44	0,11	7,26	0	10,03	0,07
0022+2049	39,8	2	9,42	0,11	10,48	0,15	10,37	0,12
0023+1908	37,3	1,9	9,33	0,1	9,88	0,13	9,42	0,21
0034+2119	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,84	0,07
0037+2226	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,19	0,12
0038+2259	92,4	9,2	10,68	0,16	11,17	0,18	10,92	0,09
0039+0054	91,0	9,1	10,1	0,14	9,84		9,99	0,07
0040+0257	39,6	4	9,59	0,12	9,69	0,12	9,60	0,23
0040+2312	96,3	9,6	10,15	0,14	10,46		10,92	0,10
0040+0220	26, 7	2,7	8,83	0,08	8,63	0,07	8,67	0,21
0040-0023	43,5	4,4	-----	-----	-----	-----	10,44	0,06
0041+0134	90,1	9	10,1	0,14	10,48	-----	10,31	0,07
0043+0245	57,3	2,9	9,7	0,12	8,46	-----	8,87	0,08
0043-0159	58,2	5,8	9,72	0,12	10,69	-----	10,59	0,18

UCM#	σ_{pond} (km/s)	σ_{pond} Err \pm	log Mvir	logMvir Err \pm	log Md	logMd Err \pm	log Me	logMe Err \pm
0044+2246	103,8	10,4	10,61	0,16	10,21	0,14	10,93	0,06
0045+2206	43,8	2,2	9,47	-----	9,01	-----	9,57	0,19
0047+2051	52,7	2,6	9,56	0,11	10,11	0,14	10,17	0,24
0047-0213	36,5	1,8	9,24	0,1	8,23	0,05	9,81	0,24
0047+2413	74,7	7,5	10,43	0,15	10,23	0,14	11,04	0,06
0047+2414	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,42	0,21
0049-0006	26,0	2,6	9,02	0,09	-----	-----	8,79	0,11
0049+0017	26,3	1,3	9,21	0,1	7,66	0,02	8,74	0,08
0049-0045	35,1	1,8	9,27	0,1	7,41	-----	9,01	0,09
0050+0005	38,2	1,9	9,56	0,11	8,34	0,05	9,75	0,08
0050+2114	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,17	0,32
0051+2430	121,3	12,1	10,35	0,15	9,51	-----	10,71	0,07
0054-0133	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,76	0,06
0054+2337	-----	-----	-----	-----	-----	-----	9,72	0,08
0056+0044	32,95	1,6	9,39	0,11	9,4	0,1	8,63	0,08
0056+0043	28,58	1,4	8,94	0,08	9,0	0,1	8,98	0,06
0119+2156	115,24	11,5	10,91	0,17	10,49	-----	11,33	0,07
0121+2137	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,50	0,08
0129+2109	72,35	7,2	10,56	0,16	9,61	0,12	10,80	0,06
0134+2257	154,01	15,4	10,56	0,16	9,6	-----	11,08	0,06
0135+2242	35,27	3,5	9,42	0,11	9,59	0,12	9,76	0,30
0138+2216	124,67	12,5	10,34	0,15	9,52	-----	10,74	0,10
0141+2220	35,52	3,6	9,21	0,1	8,94	0,08	9,70	0,15
0142+2137	95,65	9,6	10,85	0,17	10,64	-----	11,28	0,06
0144+2519	53,35	5,3	10,32	0,15	10,71	0,16	10,60	0,05
0147+2309	31,11	1,6	9,23	0,1	8,59	0,07	9,45	0,15
0148+2123	25,9	1,3	8,9	0,08	8,1	0,04	8,49	0,16
0150+2032	30,73	1,5	9,63	0,12	-----	-----	9,78	0,19
0156+2410	37,02	3,7	9,35	0,1	9,38	0,11	9,65	0,08

UCM#	σ_{pond} (km/s)	σ_{pond} Err \pm	log Mvir	logMvir Err \pm	log Md	logMd Err \pm	log Me	logMe Err \pm
0157+2413	160,85	16,1	10,95	0,17	10,93	0,17	10,57	0,08
0157+2102	23,55	1,2	8,9	0,08	-----	-----	9,46	0,08
0159+2354	36,68	1,8	9,24	0,1	8,71	0,07	9,60	0,13
0159+2326	56,59	5,7	9,78	0,12	7,96	0,03	10,09	0,09
1246+2727	52,07	2,6	9,78	0,12	10,03	0,13	9,28	0,09
1247+2701	33,57	1,7	9,38	0,11	9,55	0,11	9,52	0,08
1248+2912	53,32	5,3	9,8	0,12	10,04	0,14	10,34	0,11
1253+2756	46,12	2,3	9,44	0,11	9,79	0,12	9,30	0,07
1254+2740	93,05	9,3	10,01	0,13	8,16	0,05	9,70	0,17
1254+2802	46,23	4,6	9,72	0,12	10,18	0,14	10,10	0,09
1255+2819	35,54	3,6	9,69	0,12	9,36	0,1	10,04	0,09
1255+3125	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,37	0,10
1255+2734	38,55	3,9	9,45	0,11	10,34	0,15	7,68	0,54
1256+2717	34,4	1,7	9,42	0,11	8,64	0,07	8,85	0,07
1256+2732	32,32	3,2	9,47	0,11	9,03	0,09	9,98	0,09
1256+2701	16,32	0,8	8,88	0,08	9,26	0,1	9,17	0,17
1256+2910	43,8	4,4	9,89	0,13	8,06	0,04	10,18	0,07
1256+2823	31,08	3,1	9,53	0,11	9,58	0,11	10,22	0,13
1256+2754	41,3	4,1	9,6	0,12	8,79	0,08	9,89	0,09
1256+2722	44,5	4,5	9,71	0,12	10,2	0,14	10,20	0,08
1257+2808	90,38	9	10,06	0,14	8,31	0,05	9,32	0,07
1258+2754	33,04	3,3	9,52	0,11	9,06	0,09	10,09	0,09
1259+2934	124,74	12,5	11,12	0,18	9,68	0,12	10,78	0,13
1259+3011	115,56	11,6	10,4	0,15	9,98	0,13	10,08	0,08
1259+2755	-----	-----	-----	-----	-----	v	10,40	0,12
1300+2907	48,69	2,4	9,53	0,11	9,38	0,11	8,90	0,09
1301+2904	43,92	2,2	9,82	0,13	8,67	0,07	10,14	0,08
1302+2853	35,64	1,8	9,32	0,1	9,42	0,11	9,45	0,07
1302+3032	49,14	2,5	9,73	0,12	9,35	0,1	9,67	0,08

UCM#	σ_{pond} (km/s)	σ_{pond} Err \pm	log Mvir	logMvir Err \pm	log Md	logMd Err \pm	log Me	logMe Err \pm
1303+2908	27,89	1,4	9,38	0,11	8,83	0,08	9,13	0,09
1304+2808	64,4	6,4	10,07	0,14	9,64	0,12	10,13	0,13
1304+2830	-----	-----	-----	-----	-----	-----	8,64	0,08
1304+2907	69,94	7	-----	-----	-----	-----	7,36	0,07
1304+2818	47,86	4,8	9,95	0,13	10,5	0,15	10,15	0,14
1306+2938	43,81	4,4	9,59	0,12	9,99	0,13	10,02	0,09
1306+3111	32,82	3,3	9,18	0,1	8,78	0,08	9,54	0,10
1307+2910	119,7	12	10,31	0,15	9,24	0,1	11,09	0,06
1308+2958	74,07	7,4	10,42	0,15	9,62	0,12	10,53	0,05
1308+2950	95,67	9,6	10,81	0,17	9,69	0,12	10,90	0,06
1310+3027	51,73	5,2	9,7	0,12	9,31	0,1	10,21	0,09
1312+3040	137,8	13,8	10,65	0,16	8,81	0,08	10,61	0,09
1312+2954	44,74	4,5	10,94	0,17	10,06	0,14	10,36	0,08
1313+2938	57,5	2,9	9,77	0,12	8,38	0,06	9,69	0,21
1314+2827	31,77	3,2	9,46	0,11	9,08	0,09	9,99	0,10
1320+2727	25,4	1,3	9,03	0,09	6,65		8,87	0,08
1324+2926	30,24	1,5	8,88	0,08	7,77	0,02	8,50	0,06
1324+2651	128,43	12,8	10,47	0,15	9,29	0,1	9,80	0,12
1331+2900	24,43	1,2	8,8	0,08	9,77	0,12	8,56	0,12
1428+2727	-----	-----	-----	-----	-----	-----	9,33	0,13
1429+2645	36,7	1,8	9,46	0,11	7,85	0,03	9,27	0,08
1430+2947	57,68	2,9	9,74	0,12	8,38	0,06	9,97	0,14
1431+2854	35,37	3,5	-----	-----	-----	-----	10,58	0,11
1431+2702	55,51	2,8	9,76	0,12	8,05	0,04	9,61	0,25
1431+2947	23,56	2,4	8,9	0,08	6,4	-----	8,47	0,08
1431+2814	64,44	6,4	9,99	0,13	9,65	0,12	10,42	0,13
1432+2645	32,39	3,2	9,83	0,13	6,87	0	10,68	0,10
1440+2521S	51,02	5,1	9,87	0,13	9,7	0,12	9,87	0,07
1440+2511	82,56	8,3	10,45	0,15	9,05	0,09	10,45	0,06

UCM#	σ_{pond} (km/s)	σ_{pond} Err \pm	log Mvir	logMvir Err \pm	log Md	logMd Err \pm	log Me	logMe Err \pm
1440+2521N	130,72	13,1	10,61	0,16	10,04	0,14	10,50	0,08
1442+2845	24,86	2,5	9,04	0,09	8,92	0,08	9,57	0,07
1443+2714	96,53	9,7	10,27	0,15	-----	-----	9,35	0,11
1443+2844	35,88	3,6	9,63	0,12	10,58	0,16	10,18	0,07
1443+2548	-----	-----	9,62	0,12	10,25	0,14	10,02	0,09
1444+2923	21,23	2,1	9,05	0,09	9,36	0,1	10,67	0,10
1452+2754	-----	-----	10,04	0,14	7,79	0,03	10,23	0,08
1506+1922	66,51	3,3	10,31	0,15	10,69	0,16	10,52	0,30
1513+2012	89,18	8,9	10,42	0,15	8,14	0,04	10,50	0,18
1537+2506N	87,87	4,4	10,33	0,15	8,76	0,08	9,42	0,14
1537+2506S	109,52	5,5	9,42	0,11	8,89	0,08	9,94	0,07
1557+1423	36,2	3,6	8,57	0,07	8,64	0,07	7,77	0,06
1612+1308	27,91	1,4	9,19	0,1	9,24	0,1	9,093	0,15
1646+2725	29,67	1,5	9,94	0,13	9,35	0,1	10,54	0,27
1647+2950	44,66	4,5	9,83	0,13	10,24	0,14	10,40	0,11
1647+2729	45,85	4,6	9,58	0,11	9,07	0,09	9,67	-----
1647+2727	29,41	2,9	9,7	0,12	8,99	0,09	10,23	0,12
1648+2855	40,65	2	-----	-----	-----	-----	10,93	0,05
1653+2644	-----	-----	9,6	0,12	9,22	0,1	7,82	0,17
1654+2812	42,33	2,1	-----	-----	-----	-----	10,95	0,06
1655+2755	-----	-----	10,4	0,15	7,52	0,01	9,97	0,10
1656+2744	90,17	9	9,94	0,13	10,11	0,14	9,89	0,09
1657+2901	70	7	-----	-----	-----	-----	10,72	0,42
1659+2928	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,34	0,08
1701+3131	-----	-----	9,8	0,12	9,64	0,12	12,53	0,10
2238+2308	38,1	3,8	-----	-----	-----	-----	10,24	0,08
2239+1959	-----	-----	10,52	0,16	10,91	0,17	10,99	0,05
2249+2149	76,41	7,6	10,38	0,15	11,5	0,19	10,49	0,14
2250+2427	81,15	8,1	8,14	0,04	9,43	0,11	9,52	0,20

UCM#	σ_{pond} (km/s)	σ_{pond} Err \pm	log Mvir	logMvir Err \pm	log Md	logMd Err \pm	log Me	logMe Err \pm
2251+2352	14,35	1,4	9,19	0,1	10,69	0,16	9,83	0,17
2253+2219	31,84	3,2	8,99	0,09	9,81	0,13	9,64	0,12
2255+1930S	25,26	2,5	9,37	0,11	10,04	0,14	10,20	0,26
2255+1930N	32,25	3,2	8,93	0,08	8,43	0,06	9,89	0,05
2255+1926	19,95	1	-----	-----	-----	-----	10,67	0,12
2255+1654	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,18	0,06
2256+2001	-----	-----	11,22	0,18	10,43	0,15	10,23	0,14
2257+2438	317,93	31,8	10,39	0,15	9,72	0,12	10,43	0,13
2257+1606	99,1	9,9	9,06	0,09	9,34	0,1	9,21	0,15
2258+1920	21,61	2,2	10	0,13	8,02	0,04	10,27	0,11
2300+2015	54,22	5,4	9,59	0,12	8,16	0,05	9,65	0,22
2302+2053W	38,67	1,9	9,77	0,12	9,18	0,1	10,91	0,06
2302+2053E	40,98	4,1	10,51	0,16	8,24	0,05	10,78	0,07
2303+1856	117,64	11,8	10,91	0,17	8,21	0,05	10,21	0,07
2303+1702	157,11	15,7	8,86	0,08	8,42	0,06	8,30	0,09
2304+1640	24,81	1,2	9,67	0,12	10,21	0,14	10,51	0,08
2304+1621	53,42	5,3	9,84	0,13	10,05	0,14	10,46	0,09
2307+1947	62,84	6,3	10,23	0,14	9,65	0,12	10,72	0,08
2310+1800	67,01	6,7	10,97	0,17	7,8	0,03	10,28	0,23
2312+2204	167,29	16,7	9,66	0,12	10,11	0,14	10,37	0,11
2313+1841	39,42	3,9	10,88	0,17	8,99	0,09	11,14	0,07
2313+2517	151,26	15,1	9,51	0,11	9,69	0,12	9,57	0,13
2315+1923	37,96	1,9	10,31	0,15	9,6	0,12	10,65	0,09
2316+2457	78,22	7,8	10,2	0,14	8,96	0,09	9,51	0,09
2316+2459	61,04	6,1	9,54	0,11	9,09	0,09	9,60	0,26
2316+2028	44,1	4,4	9,88	0,13	9,88	0,13	11,27	0,11
2317+2356	61,04	6,1	10,25	0,14	9,93	0,13	10,45	0,15
2319+2234	77,9	7,8	10,94	0,17	10,06	0,14	10,81	0,08
2319+2244	163,24	16,3	10,89	0,17	10,35	0,15	10,83	0,07

UCM#	σ_{pond} (km/s)	σ_{pond} Err \pm	log Mvir	logMvir Err \pm	log Md	logMd Err \pm	log Me	logMe Err \pm
2320+2428	147,7	14,8	9,91	0,13	6,95	0	10,12	0,09
2321+2149	-----	-----	9,85	0,13	9,39	0,11	10,40	0,12
2321+2506	43,35	4,3	9,79	0,12	10,08	0,14	10,03	0,10
2322+2218	55,27	5,5	10,12	0,14	10,58	0,16	10,50	0,06
2324+2448	66,8	6,7	9,61	0,12	9,69	0,12	9,777	0,056
2325+2318	39,42	2	11,07	0,18	10,6	0,16	10,57	0,09
2325+2208	98,02	9,8	9,09	0,09	9,15	0,09	8,90	0,06
2326+2435	28,47	1,4	-----	-----	-----	-----	9,50	0,08
2327+2515N	-----	-----	-----	-----	-----	-----	9,36	0,07
2327+2515S	-----	-----	10,22	0,14	9,31	0,1	10,67	0,06
2329+2427	85,75	8,6	-----	-----	-----	-----	10,39	0,11
2329+2500	-----	-----	8,57	0,07	9,04	0,09	8,96	0,09
2329+2512	21,25	1,1	9,96	0,13	8,46	0,06	10,35	0,10
2331+2214	62,49	6,2	-----	-----	-----	-----	9,85	0,08
2333+2248	-----	-----	-----	-----	-----	-----	10,59	0,21
2333+2359	-----	-----	9,24	0,1	9,56	0,11	9,92	0,09
2348+2407	32,61	3,3	9,64	0,12	7,71	0,02	9,34	0,22
2351+2321	60,99	3	10,32	0,15	10,49	0,15	10,69	0,08

Donde:

-**Sigma** en km/s: Dispersión de veloc. Corregido de inclinación, despl. al rojo e Instr.

-log Mvir, log Masa virial en masas solares,

-log Md, log Masa dinámica en masas solares

-log Me, log Masa estelar en masas solares

Tabla 11. 3. Ejemplo de Hoja de Calculo. UCM 1443+2844

archivo	UCM #	fila	y pixels	y kpc	λ central	cont	flujo	eqw	core	gFWHM	σ km/s	V km/s	err ΔV km/s	Flujo x σ
r136t	1443+2844	215	30	6,1377	6768,183	1,62	12,1004	-7,46	7,62421	1,491	15,94	178,00	24,13	192,92
		214	29	5,9331	6768,228	2,47	9,59721	-3,884	9,68707	0,93	-	180,34	46,34	-
z=	0,03069	213	28	5,7286	6768,124	2,29	17,0379	-7,436	6,70268	2,388	37,68	174,93	24,21	641,91
dist ang (Mpc)=	126,6	212	27	5,5240	6768,081	1,86	15,6967	-8,452	11,135	1,324	9,84	172,70	21,30	154,39
err=	0,2	211	26	5,3194	6768,825	2,44	21,4238	-8,79	14,8776	1,353	11,08	211,34	20,48	237,33
Re_kpc=	2,8	210	25	5,1148	6768,281	1,92	24,6972	-12,84	10,7507	2,158	32,70	183,09	14,02	807,58
σ instr.=	$1,21 \pm 0,05$	209	24	4,9102	6768,002	1,13	37,6451	-33,24	11,5895	3,051	51,26	168,60	5,42	1929,55
σ pond.=	35,84	208	23	4,7056	6768,46	2,79	41,773	-14,97	19,5893	2,003	29,21	192,39	12,02	1220,18
inclin en grados=	58,63	207	22	4,5010	6768,22	1,93	42,0131	-21,73	16,8446	2,343	36,72	179,92	8,28	1542,58
Masa virial=	9,63	206	21	4,2964	6768,07	2,10	54,1763	-25,8	31,7781	1,602	19,21	172,13	6,98	1040,93
Masa dinámica=	10,66	205	20	4,0918	6767,843	3,20	67,3233	-21,06	22,9898	2,751	45,21	160,34	8,55	3044,00
Masa estelar=	$10,72 \pm 0,02$	204	19	3,8872	6767,985	4,02	60,2119	-14,97	26,7194	2,117	31,79	167,71	12,02	1914,16
		203	18	3,6826	6767,961	2,05	79,6904	-38,97	29,7321	2,518	40,41	166,47	4,62	3220,44
		202	17	3,4781	6767,999	4,36	63,28	-14,52	33,2291	1,789	24,12	168,44	12,40	1526,02
		201	16	3,2735	6768,091	4,38	66,4749	-15,18	28,2266	2,212	33,89	173,22	11,86	2252,63
		200	15	3,0689	6767,99	5,18	62,5823	-12,09	41,3903	1,42	13,60	167,97	14,89	851,15
		199	14	2,8643	6767,988	3,71	59,7974	-16,12	32,2026	1,744	22,98	167,87	11,17	1374,43
		198	13	2,6597	6767,898	2,85	68,1546	-23,9	31,2813	2,047	30,22	163,20	7,53	2059,39
		197	12	2,4551	6767,858	1,99	69,3588	-34,85	26,4948	2,459	39,18	161,12	5,16	2717,26
		196	11	2,2505	6767,783	4,22	57,0861	-13,54	22,7667	2,356	37,00	157,22	13,29	2111,99
		195	10	2,0459	6767,481	2,99	68,0447	-22,78	23,8682	2,678	43,72	141,54	7,90	2975,22
		194	9	1,8413	6766,924	4,15	63,4407	-15,29	25,1038	2,374	37,38	112,61	11,77	2371,71
		193	8	1,6367	6766,897	2,99	73,3564	-24,52	22,5502	3,056	51,36	111,20	7,34	3767,91
		192	7	1,4321	6766,795	3,59	99,709	-27,74	26,3463	3,555	61,19	105,91	6,49	6100,70
		191	6	1,2275	6766,711	3,69	86,6011	-23,45	26,4905	3,071	51,66	101,54	7,68	4474,22
		190	5	1,0230	6766,229	4,21	81,7551	-19,4	21,987	3,493	59,98	76,51	9,28	4903,81
		189	4	0,8184	6766,274	3,90	102,525	-26,32	25,8545	3,725	64,49	78,84	6,84	6611,78
		188	3	0,6138	6765,867	5,16	102,253	-19,8	23,1684	4,146	72,59	57,71	9,09	7422,94
		187	2	0,4092	6765,128	4,30	107,587	-25,02	24,3722	4,147	72,62	19,32	7,19	7813,07
		186	1	0,2046	6764,833	6,04	93,2659	-15,45	20,8002	4,212	73,87	4,00	11,65	6889,32
		185	0	0,0000	6764,756	5,68	78,4859	-13,83	24,0989	3,06	51,46	0,00	13,02	4038,91
		171	-13	-2,6597	6762,018		153,456		79,7913	1,807	24,58	-142,21		3772,31
		170	-14	-2,8643	6761,921	2,63	144,549	-54,87	82,7612	1,641	20,30	-147,25	3,28	2935,00
		162	-22	-4,5010	6761,914	3,05	94,008	-30,8	53,8927	1,639	20,25	-147,61	5,84	1903,69
		161	-23	-4,7056	6762,017	0,48	70,9128	-148	41,6296	1,6	19,17	-142,26	1,22	1359,75
		160	-24	-4,9102	6761,997	1,40	58,2444	-41,51	31,542	1,735	22,78	-143,30	4,34	1326,56
		159	-25	-5,1148	6761,909	0,86	48,5791	-56,32	30,6566	1,489	15,89	-147,87	3,20	772,16
		158	-26	-5,3194	6761,342	0,47	35,6689	-75,96	11,7733	2,846	47,19	-177,32	2,37	1683,15
		157	-27	-5,5240	6761,242	0,17	20,0259	-119,1	26,0165	0,7231		-182,52	1,51	
		156	-28	-5,7286	6761,02	1,34	27,7896	-20,73	15,625	1,671	21,11	-194,05	8,68	586,70

Tabla 11.4. Otros Parámetros

UCM#	MvPonF	err ±	mag_r	r_err±	B	B_err±	re_kpc	re_err±	Color B-V	EW-todas	log10(EW)
0000+2140	10,32	0,15	-----	-----	-20,67	0,06	3,7	0,2	1,024	109	2,037
0003+2200	9,33	0,10	16,30	0,08	-18,06	0,06	1,6	0,1	0,867	38	1,580
0003+2215	9,95	0,13	-----	-----	-19,37	0,06	3,2	0,1	1,008	24	1,380
0003+1955	-----	-----	-----	-----	-21,47	0,07	0,6	0,1		348	2,542
0005+1802	10,24	0,14	-----	-----	-18,30	0,06	1,6	0,1	1,244	10	1,000
0006+2332	9,35	0,10	-----	-----	-19,65	0,06	2,9	0	0,644	57	1,756
0013+1942	10,16	0,14	16,60	0,08	-18,42	0,06	1,9	0,1	0,276	126	2,100
0014+1748	9,71	0,12	14,01	0,07	-19,83	0,06	6,3	0,2	1,473	128	2,107
0014+1829	9,13	0,09	15,91	0,08	-18,21	0,06	1,1	0,2	0,806	101	2,004
0015+2212	9,03	0,09	16,04	0,08	-18,12	0,06	1	0	0,215	118	2,072
0017+1942	9,56	0,11	15,38	0,08	-19,60	0,06	3,1	0,1	0,357	169	2,228
0017+2148	9,53	0,11	-----	-----	-17,90	0,06	1	0	0,575	75	1,875
0018+2215	9,19	0,10	16,15	0,08	-17,68	0,05	0,8	0	0,136	12	1,079
0018+2218	-----	-----	-----	-----	-19,23	0,06	4,5	0,2	-----	8	0,903
0019+2201	9,44	0,11	15,82	0,08	-18,07	0,06	2	0,1	0,438	30	1,477
0022+2049	9,42	0,11	14,65	0,07	-19,07	0,06	1,7	0	0,901	98	1,991
0023+1908	9,33	0,10	-----	-----	-18,62	0,06	1,2	0,1	0,409	119	2,076
0034+2119	-----	-----	-----	-----	-19,99	0,06	3,7	0,2	0,684	16	1,204
0037+2226	-----	-----	-----	-----	-20,16	0,06	3,4	0,1	0,615	43	1,633
0038+2259	10,68	0,16	15,61	0,08	-20,29	0,06	4,2	0,1	0,81	27	1,431
0039+0054	10,1	0,14	-----	-----	-19,47	0,06	5,3	0,4	-----	14	1,146
0040+0257	9,59	0,12	16,85	0,09	-19,17	0,06	1,7	0,1	-----	174	2,241
0040+2312	10,15	0,14	-----	-----	-19,69	0,06	4,5	0,1	-----	19	1,279
0040+0220	8,83	0,08	16,61	0,08	-17,22	0,05	0,6	0	0,378	75	1,875
0040-0023	-----	-----	-----	-----	-20,26	0,06	4,1	0,1	-----	12	1,079
0041+0134	10,1	0,14	-----	-----	-20,01	0,06	7,1	0,1	-----	11	1,041
0043+0245	9,7	0,12	-----	-----	-17,21	0,05	0,9	0,1	0,95	35	1,544
0043-0159	9,72	0,12	-----	-----	-21,32	0,07	5,7	0	-----	80	1,903
0044+2246	10,61	0,16	14,90	0,08	-19,32	0,06	4,5	0,1	1,384	23	1,362
0045+2206	9,47	-----	-----	-----	-19,86	0,06	1,5	0	0,493	79	1,898
0047+2051	9,56	0,11	16,14	0,08	-20,21	0,06	3,3	0,1	0,598	77	1,886
0047-0213	9,24	0,10	14,97	0,08	-18,44	0,06	1,1	0	0,857	39	1,591
0047+2413	10,43	0,15	14,81	0,08	-20,31	0,06	4,7	0,1	1,059	49	1,690
0047+2414	-----	-----	-----	-----	-20,96	0,06	3,6	0,1	0,592	75	1,875
0049-0006	9,02	0,09	18,52	0,09	-17,53	0,05	1	0,1	0,006	344	2,537
0049+0017	9,21	0,10	16,69	0,08	-16,82	0,05	1,1	0	0,088	315	2,498

UCM#	MvPonF	err±	mag_r	r_err±	B	B_err±	re_kpc	re_err±	Color B-V	EW-todas	log10(EW)
0049-0045	9,27	0,10	-----	-----	-16,7	0,05	0,6	0	0,416	226	2,354
0050+0005	9,56	0,11	16,03	0,08	-19,48	0,06	2,2	0,1	0,438	97	1,987
0050+2114	-----	-----	14,78	0,07	-19,76	0,06	1,5	0,1	0,813	72	1,857
0051+2430	10,35	0,15	-----	-----	-19,17	0,06	2,9	0,1	1,04	32	1,505
0054-0133	-----	-----	-----	-----	-20,95	0,06	6,1	0,3	-----	11	1,041
0054+2337	-----	-----	-----	-----	-19,21	0,06	2,9	0,1	0,667	59	1,771
0056+0044	9,39	0,11	16,52	0,08	-17,8	0,05	2,8	0,1	0,079	398	2,600
0056+0043	8,94	0,08	16,20	0,08	-18,06	0,05	0,9	0	0,331	50	1,699
0119+2156	10,91	0,17	15,46	0,08	-20,65	0,06	7,3	0,5	-----	6	0,778
0121+2137	-----	-----	15,47	0,08	-20,18	0,06	6	0,4	0,703	64	1,806
0129+2109	10,56	0,16	-----	-----	-21,14	0,07	5,9	0,1	-----	18	1,255
0134+2257	10,56	0,16	-----	-----	-20,41	0,06	5,4	0,2	0,892	23	1,362
0135+2242	9,42	0,11	16,26	0,08	-19,39	0,06	2,1	0,1	0,976	43	1,633
0138+2216	10,34	0,15	-----	-----	-19,92	0,06	2,9	0,1	1,086	8	0,903
0141+2220	9,21	0,10	15,91	0,08	-18,43	0,06	1,2	0,1	0,742	35	1,544
0142+2137	10,85	0,17	14,25	0,07	-21,11	0,07	7,6	0,1	0,537	25	1,398
0144+2519	10,32	0,15	14,98	0,08	-21,27	0,07	6,5	0,1	1,033	28	1,447
0147+2309	9,23	0,10	15,99	0,08	-18,17	0,06	1,3	0,1	0,486	115	2,061
0148+2123	8,9	0,08	16,49	0,08	-17,41	0,05	1,1	0,1	0,174	133	2,124
0150+2032	9,63	0,12	16,19	0,08	-19,62	0,06	4,1	0,2	0,085	354	2,549
0156+2410	9,35	0,10	14,66	0,07	-18,9	0,06	1,6	0,1	0,702	37	1,568
0157+2413	10,95	0,17	13,79	0,07	-19,78	0,06	3,9	0,2	0,725	26	1,415
0157+2102	8,9	0,08	14,58	0,07	-18,67	0,06	1,1	0	0,474	60	1,778
0159+2354	9,24	0,10	16,36	0,08	-17,43	0,05	0,8	0,1	0,565	48	1,681
0159+2326	9,78	0,12	14,87	0,08	-18,80	0,06	1,8	0	-----	25	1,398
1246+2727	9,78	0,12	-----	-----	-18,90	0,06	2,2	0	0,775	67	1,826
1247+2701	9,38	0,11	16,12	0,08	-18,31	0,06	1,7	0,1	0,515	29	1,462
1248+2912	9,8	0,12	-----	-----	-19,86	0,06	4	0,1	0,715	27	1,431
1253+2756	9,44	0,11	15,41	0,08	-18,22	0,06	1,1	0	-----	104	2,017
1254+2740	10,01	0,13	15,54	0,08	-18,02	0,06	1,3	0,1	0,645	38	1,580
1254+2802	9,72	0,12	15,88	0,08	-18,35	0,06	2	0,1	-----	15	1,176
1255+2819	9,69	0,12	15,33	0,08	-19,33	0,06	5,3	0,5	0,651	41	1,613
1255+3125	-----	-----	15,30	0,08	-18,87	0,06	1,8	0,2	0,409	63	1,799
1255+2734	9,45	0,11	16,15	0,08	-18,13	0,06	2	0	0,715	110	2,041
1256+2717	9,42	0,11	-----	-----	-17,50	0,05	1,4	0,2	0,447	61	1,785
1256+2732	9,47	0,11	15,37	0,08	-19,26	0,06	2,2	0,2	-----	101	2,004
1256+2701	9,34	0,10	16,27	0,08	-18,55	0,06	3,7	0,2	0,22	108	2,033

UCM#	MvPonF	err±	mag_r	r_err±	B	B_err±	re_kpc	re_err±	Color B-V	EW-todas	log10(EW)
1256+2910	9,89	0,13	15,28	0,08	-19,26	0,06	2,7	0,2	-----	-----	-----
1256+2823	9,53	0,11	15,30	0,08	-19,62	0,06	3,8	0,5	0,644	75	1,875
1256+2754	9,6	0,12	14,90	0,08	-18,98	0,06	1,6	0,1	0,645	4	0,602
1256+2722	9,71	0,12	15,30	0,08	-18,33	0,06	1,8	0,1	0,928	26	1,415
1257+2808	10,06	0,14	15,66	0,08	-18,01	0,06	1,2	0	1,344	26	1,415
1258+2754	9,52	0,11	14,90	0,08	-19,24	0,06	2,9	0,1	1,02	101	2,004
1259+2934	11,12	0,18	12,85	0,07	-21,15	0,07	7,1	0,1	0,984	246	2,391
1259+3011	10,4	0,15	15,40	0,08	-19,45	0,06	1,4	0,1	0,682	19	1,279
1259+2755	-----	-----	14,61	0,07	-19,57	0,06	2,3	0,1	0,913	44	1,643
1300+2907	9,53	0,11	16,86	0,09	-17,68	0,05	1,2	0,1	-----	-----	-----
1301+2904	9,82	0,13	15,57	0,08	-19,41	0,06	4,1	0,7	0,207	46	1,663
1302+2853	9,32	0,10	15,99	0,08	-18,62	0,06	1,7	0	0,621	39	1,591
1302+3032	9,73	0,12	-----	-----	-19,27	0,06	1,8	0,1	0,595	47	1,672
1303+2908	9,38	0,11	16,28	0,08	-18,51	0,06	2,6	0,1	-----	152	2,182
1304+2808	10,07	0,14	15,03	0,08	-18,83	0,06	2,8	0,2	0,114	24	1,380
1304+2830	-----	-----	18,09	0,09	-16,30	0,05	0,6	0	0,372	46	1,663
1304+2907	-----	-----	14,61	0,07	-19,08	0,06	3,7	0,3	-----	-----	-----
1304+2818	9,95	0,13	15,06	0,08	-19,32	0,06	3,2	0	0,111	85	1,929
1306+2938	9,59	0,12	15,09	0,08	-19,25	0,06	1,9	0	0,501	76	1,881
1306+3111	9,18	0,10	15,55	0,08	-17,93	0,06	1,2	0	-----	68	1,833
1307+2910	10,31	0,15	13,22	0,07	-20,34	0,06	6,8	0,2	0,97	22	1,342
1308+2958	10,42	0,15	14,53	0,07	-19,52	0,06	4,5	0	1,313	19	1,279
1308+2950	10,81	0,17	13,90	0,07	-20,25	0,06	7,3	0,4	1,381	35	1,544
1310+3027	9,7	0,12	15,80	0,08	-18,40	0,06	1,9	0,1	-----	51	1,708
1312+3040	10,65	0,16	14,80	0,07	-19,37	0,06	2,3	0,1	0,474	45	1,653
1312+2954	10,94	0,17	15,24	0,08	-18,86	0,06	3,0	0,1	1,087	46	1,663
1313+2938	9,77	0,12	16,56	0,08	-19,23	0,06	1,3	0,1	-----	327	2,515
1314+2827	9,46	0,11	15,72	0,08	-18,88	0,06	1,4	0,1	0,749	49	1,690
1320+2727	9,03	0,09	17,08	0,09	-17,74	0,05	0,9	0,1	0,205	55	1,740
1324+2926	8,88	0,08	17,24	0,09	-16,33	0,05	0,7	0,1	0,022	236	2,373
1324+2651	10,47	0,15	14,56	0,07	-20,04	0,06	1,4	0,3	0,628	78	1,892
1331+2900	8,8	0,08	18,62	0,09	-16,92	0,05	1	0,1	0,013	573	2,758
1428+2727	-----	-----	14,56	0,07	-19,08	0,06	1,7	0	0,15	201	2,303
1429+2645	9,46	0,11	17,12	0,09	-17,99	0,06	1,6	0,1	0,105	85	1,929
1430+2947	9,74	0,12	15,92	0,08	-19,06	0,06	1,4	0,1	0,308	114	2,057
1431+2854	-----	-----	14,98	0,08	-19,99	0,06	2,7	0,2	-----	18	1,255
1431+2702	9,76	0,12	16,76	0,08	-18,91	0,06	1,9	0,1	0,271	134	2,127

UCM#	MvPonF	err±	mag_r	r_err±	B	B_err±	re_kpc	re_err±	Color B-V	EW-todas	log10(EW)
1431+2947	8,9	0,08	17,53	0,09	-17,04	0,05	1,8	0,2	-----	121	2,083
1431+2814	9,99	0,13	15,95	0,08	-18,80	0,06	1,8	0,1	-----	9	0,954
1432+2645	9,83	0,13	14,60	0,07	-20,36	0,06	5	0,1	0,914	34	1,531
1440+2521S	9,87	0,13	16,37	0,08	-18,73	0,06	2,4	0,1	0,292	90	1,954
1440+2511	10,45	0,15	15,89	0,08	-19,18	0,06	6,2	0,4	1,018	20	1,301
1440+2521N	10,61	0,16	15,85	0,08	-19,00	0,06	2,6	0,1	0,773	59	1,771
1442+2845	9,04	0,09	14,85	0,08	-17,94	0,06	1,3	0	0,681	73	1,863
1443+2714	10,27	0,15	15,13	0,08	-19,48	0,06	2,6	0,1	1,008	105	2,021
1443+2844	9,63	0,12	14,85	0,07	-20,04	0,06	3,2	0,1	-----	49	1,690
1443+2548	-----	-----	15,29	0,08	-20,26	0,06	3,6	0,1	-----	-----	-----
1444+2923	9,62	0,12	15,74	0,08	-19,11	0,06	3,6	0,2	0,785	21	1,322
1452+2754	9,05	-----	15,54	0,08	-19,50	0,06	2,8	0,1	0,733	86	1,934
1506+1922	10,04	0,14	15,01	0,08	-18,87	0,06	2,4	0,1	0,453	75	1,875
1513+2012	10,31	0,15	15,30	0,08	-19,95	0,06	3,1	0,1	0,54	107	2,029
1537+2506N	10,42	0,15	14,30	0,07	-19,99	0,06	3,2	0,1	0,225	163	2,212
1537+2506S	10,33	0,15	15,66	0,08	-18,79	0,06	1,7	0,1	0,357	123	2,090
1557+1423	9,42	0,11	15,91	0,08	-19,42	0,06	2,7	0,1	0,374	39	1,591
1612+1308	8,57	0,07	17,75	0,09	-15,01	0,05	0,5	0	0,031	496	2,695
1646+2725	9,19	0,10	17,90	0,09	-17,82	0,06	2,0	0,1	0,288	202	2,305
1647+2950	9,94	0,13	14,88	0,08	-20,14	0,06	3,4	0,1	0,736	79	1,898
1647+2729	9,83	0,13	15,37	0,08	-20,30	0,06	2,7	0,2	0,895	43	1,633
1647+2727	9,58	0,11	15,63	0,08	-20,32	0,06	0,3	0,1	0,678	55	1,740
1648+2855	9,7	0,12	15,17	0,08	-20,19	0,06	2,4	0,1	0,247	172	2,236
1653+2644	-----	-----	16,10	0,08	-21,35	0,07	3,2	0,2	-----	5	0,699
1654+2812	9,6	0,12	17,43	0,09	-17,93	0,06	2,5	0,3	0,313	66	1,820
1655+2755	-----	-----	14,35	0,07	-20,49	0,06	7,0	0,1	0,583	49	1,690
1656+2744	10,4	0,15	16,45	0,08	-18,52	0,06	2,0	0,1	0,578	66	1,820
1657+2901	9,94	0,13	16,62	0,08	-18,58	0,06	1,6	0,1	0,561	61	1,785
1659+2928	-----	-----	14,78	0,07	-20,49	0,06	3,1	0,1	0,528	112	2,049
1701+3131	-----	-----	13,70	0,07	-20,71	0,06	2,3	0,1	1,904	87	1,940
2238+2308	9,8	0,12	13,98	0,07	-20,47	0,06	3,2	0,1	1,051	51	1,708
2239+1959	-----	-----	14,26	0,07	-20,23	0,06	2,5	0,1	0,537	123	2,090
2249+2149	10,52	0,16	14,81	0,08	-20,89	0,06	6,1	0,3	-----	4	0,602
2250+2427	10,38	0,15	14,82	0,08	-21,59	0,07	3,1	0,3	0,773	96	1,982
2251+2352	8,14	0,04	15,95	0,08	-19,01	0,06	1,6	0,1	0,184	66	1,820
2253+2219	9,19	0,10	15,61	0,08	-19,04	0,06	1,5	0,1	0,537	60	1,778
2255+1930S	8,99	0,09	15,66	0,08	-18,65	0,06	0,9	0	0,493	45	1,653

UCM#	MvPonF	err±	mag_r	r_err±	B	B_err±	re_kpc	re_err±	Color B-V	EW-todas	log10(EW)
2255+1930N	9,37	0,11	14,83	0,08	-18,90	0,06	1,7	0,1	0,699	66	1,820
2255+1926	8,93	0,08	16,33	0,08	-17,82	0,06	2,3	0,1	0,366	32	1,505
2255+1654	-----	-----	15,32	0,08	-19,70	0,06	5,4	0,1	1,473	28	1,447
2256+2001	-----	-----	14,64	0,07	-19,11	0,06	4,7	0,1	-----	14	1,146
2257+2438	11,22	0,18	15,32	0,08	-21,01	0,07	0,6	0,1	0,54	254	2,405
2257+1606	10,39	0,15	17,00	0,09	-19,67	0,06	1,4	0,02	0,807	20	1,301
2258+1920	9,06	0,09	15,57	0,08	-19,40	0,06	2	0	0,348	176	2,246
2300+2015	10	0,13	15,93	0,08	-19,82	0,06	2,7	0,1	0,326	152	2,182
2302+2053W	9,59	0,12	17,12	0,09	-19,27	0,06	1,3	0,1	0,457	215	2,332
2302+2053E	9,77	0,12	14,58	0,07	-21,45	0,07	4	0,1	1,301	25	1,398
2303+1856	10,51	0,16	15,06	0,08	-19,85	0,06	2,6	0,1	1,199	50	1,699
2303+1702	10,91	0,17	16,29	0,08	-19,46	0,06	3,4	0,1	0,416	62	1,792
2304+1640	8,86	0,08	17,31	0,09	-17,04	0,05	0,9	0	0,333	149	2,173
2304+1621	9,67	0,12	15,42	0,08	-19,56	0,06	2,4	0,1	0,397	42	1,623
2307+1947	9,84	0,13	15,97	0,08	-19,37	0,06	2,1	0,1	0,453	26	1,415
2310+1800	10,23	0,14	15,83	0,08	-19,87	0,06	2,7	0,1	0,904	38	1,580
2312+2204	10,97	0,17	16,75	0,08	-19,53	0,06	1,7	0,2	0,864	48	1,681
2313+1841	9,66	0,12	16,25	0,08	-18,96	0,06	4,1	0,4	0,914	61	1,785
2313+2517	10,88	0,17	14,94	0,08	-20,76	0,06	3,8	0,1	1,437	34	1,531
2315+1923	9,51	0,11	16,98	0,09	-18,90	0,06	2,1	0,1	0,495	161	2,207
2316+2457	10,31	0,15	13,63	0,07	-21,24	0,07	2,8	0,1	1,626	42	1,623
2316+2459	10,2	0,14	15,13	0,08	-19,71	0,06	4,7	0,1	0,894	46	1,663
2316+2028	9,54	0,11	16,85	0,09	-18,84	0,06	1,3	0,1	0,755	87	1,940
2317+2356	9,88	0,13	13,35	0,07	-22,01	0,07	6,9	0,3	-----	22	1,342
2319+2234	10,25	0,14	16,55	0,08	-19,48	0,06	2,4	0,1	0,588	82	1,914
2319+2244	10,94	0,17	14,76	0,07	-20,17	0,06	3,5	0,2	-----	21	1,322
2320+2428	10,89	0,17	14,60	0,07	-20,18	0,06	9,7	0,1	-----	4	0,602
2321+2149	9,91	0,13	16,02	0,08	-19,71	0,06	3,1	0,1	0,559	49	1,690
2321+2506	9,85	0,13	15,33	0,08	-20,25	0,06	3,7	0,1	-----	52	1,716
2322+2218	9,79	0,12	16,59	0,08	-17,62	0,05	1,3	0,1	0,676	42	1,623
2324+2448	10,12	0,14	12,80	0,06	-20,34	0,06	4,3	0,3	1,346	29	1,462
2325+2318	9,61	0,12	13,17	0,07	-20,37	0,06	2,1	0,0	-----	90	1,954
2325+2208	11,07	0,18	11,81	0,06	-21,12	0,07	6,5	0,1	1,105	34	1,531
2326+2435	9,09	0,09	16,03	0,08	-18,21	0,06	2,0	0,0	0,278	208	2,318
2327+2515N	-----	-----	15,45	0,08	-19,23	0,06	1,0	0,0	0,474	262	2,418
2327+2515S	-----	-----	15,23	0,08	-19,22	0,06	1,3	0,1	0,364	91	1,959
2329+2427	10,22	0,14	14,68	0,07	-19,17	0,06	2,9	0,1	-----	11	1,041

UCM#	MvPonF	err±	mag_r	r_err±	B	B_err±	re_kpc	re_err±	Color B-V	EW-todas	log10(EW)
2329+2500	-----	-----	15,28	0,08	-19,82	0,06	1,7	0,1	-----	162	2,210
2329+2512	8,57	0,07	16,28	0,08	-17,12	0,05	0,8	0	0,453	56	1,748
2331+2214	9,96	0,13	16,57	0,08	-18,47	0,06	2,4	0,2	0,892	60	1,778
2333+2248	-----	-----	16,31	0,08	-19,55	0,06	3,3	0,2	0,383	165	2,217
2333+2359	-----	-----	16,02	0,08	-19,36	0,06	2,2	0,1	0,197	102	2,009
2348+2407	9,24	0,10	16,43	0,08	-19,20	0,06	1,5	0,1	0,517	54	1,732
2351+2321	9,64	0,12	16,44	0,08	-18,03	0,06	1,1	0,1	-----	89	1,949

Donde:

-UCM#	Nombre de la galaxia UCM
-MvPonF	Masa Virial ponderada por flujo
-mag_r	Magnitud aparente en r de Gunn
-B	Magnitud Absoluta en B de Johnson
-re_kpc	Radio efectivo en kpc
-Color B-V	Color B-V corregido de extincion
-EW	Anchura Equivalente
-log10(EW)	Logaritmo base 10 de EW

Tabla 11.5. Listado de las observaciones de las galaxias UCM con espectros útiles obtenidos en las cuatro campañas realizadas

	Referencia del fichero de la observación			
Galaxia UCM	MAY97	AGO98	DIC07	MAR08
1253+2756	45233	-	-	r611391
1247+2701	45234	-	-	r611349
1254+2802	45236	-	-	r611401
1255+2734	45238	-	-	r611402
1255+2819	45239	-	-	r611354
1255+3125	45241	-	-	r611392
1256+2701	45243	-	-	r611395
1256+2722	45245	-	-	r611396
1256+2732	45247	-	-	r611403
1428+2727	45249	-	-	r611363
1429+2645	45250	-	-	r611406
1430+2947	45251	-	-	r611407
1300+2907	45314	-	-	r611355
1302+2853	45316	-	-	r611404
1303+2908	45317	-	-	r611398/9
1304+2808	45319	-	-	r611400
1304+2830	45325	-	-	r611405
1431+2814	45327	-	-	r611417
1431+2854	45329	-	-	-
1431+2947	45332	-	-	r611418
1440+2521 N	45333	-	-	r611361
1440+2521 S	45333		-	r611362
1612+1308	45335	-	-	r611419
1646+2725	45337	-	-	r611420
1647+2729	45338	-	-	r611421/22
1647+2950	45339	-	-	-
1647+2727	45340	-	-	r611423
1648+2855	45341	-	-	r611367
1656+2744	45342	-	-	r611368
1657+2901	45343	-	-	r611364
1259+2755	45366	-	-	r611397
1256+2823	45407	-		
1256+2910	45409	-		
1314+2827	45411	-		
1313+2938	45412	-		
1324+2926	45413	-		
1331+2900	45414	-		

Galaxia UCM	MAY97	AGO98	DIC07	MAR08
1310+3027	45415	-		
1308+2950	45416	-		
1324+2651	45417	-		
1320+2727	45418	-		
1258+2754	45419	-		
1654+2812	45435	-		
1557+1423	45436	-		
1537+2506NyS	45437	-		
1513+2012	45438	-		
1506+1922	45439	-		
1452+2754	45440	-		
1443+2844	-	r136		
1442+2845	-	r137		
1443+2548	-	r138		
1701+3131	-	r139		
2239+1959	-	r140		
2253+2219	-	r141		
2251+2352	-	r142		
2255+1930 S	-	r143		
2255+1930 N	-	r145		
2255+1654	-	r146		
2258+1920	-	r148		
2302+2053 E	-	r149		
2307+1947	-	r150		
2304+1640	-	r151		
2304+1621	-	r152		
2327+2515NyS	-	r153		
0015+2212	-	r154		
0017+1942	-	r155		
0018+2215	-	r156		
0129+2109	-	r157		
0148+2123	-	r158		
0159+2326	-	r159		
1432+2645	-	r191		
1440+2511	-	r192		
1444+2923	-	r193		
1443+2714	-	r194		
1653+2644	-	r195		
2250+2427	-	r196		
2255+1926	-	r197		
2256+2001	-	r199		
2315+1923	-	r201		
2302+2053 W	-	r202		
2316+2028	-	r203		

Galaxia UCM	MAY97	AGO98	DIC07	MAR08
2316+2459	-	r204		
2321+2149	-	r205		
2331+2214	-	r206		
2351+2321	-	r207		
2326+2435	-	r208		
2319+2234	-	r209		
2317+2356	-	r210		
2320+2428	-	r211		
2329+2427	-	r212		
2333+2248	-	r213		
2329+2512	-	r214		
0040+0257	-	r215		
0040+0220	-	r216		
0049-0006	-	r217		
0135+2242	-	r218		
0141+2220	-	r219		
0150+2032	-	r220		
0157+2102	-	r221		
1312+3040	-	r255		
1312+2954	-	r256		
1659+2928	-	r257		
1655+2755	-	r258		
2238+2308	-	r259		
2300+2015	-	r260		
2303+1856	-	r261		
2313+1841	-	r262		
2319+2244	-	r263		
0013+1942	-	r264		
2310+1800	-	r265		
2324+2448	-	r266		
0022+2049	-	r267		
0019+2201	-	r268		
0014+1829	-	r269		
0014+1748	-	r270		
0047+2051	-	r271		
0050+0005	-	r272		
0047+2413	-	r273		
0047-0213	-	r274		
0040-0023	-	r275		
0044+2246	-	r276		
0056+0043	-	r277		
0056+0044	-	r278		
0159+2354	-	r279		
0049+0017	-	r280		

Galaxia UCM	MAY97	AGO98	DIC07	MAR08
0147+2309	-	r281		
0144+2519	-	r282		
0156+2410	-	r283		
0003+2200	-	r284		
0038+2259	-	r285		
2348+2407	-	r286		
2322+2218	-	r287		
2249+2149	-	-	r601848	
2257+1606	-	-	r601850	
2257+2438	-	-	r601851	
2303+1702	-	-	r601852	
2312+2204	-	-	r601853	
2313+2517	-	-	r601854 / 56	
2316+2457	-	-	r601857	
2321+2506	-	-	r601858	
2325+2208	-	-	r601859	
2325+2318	-	-	r601860	
0119+2156	-	-	r601861	
0138+2216	-	-	r601862	
0142+2137	-	-	r601863	
0157+2413	-	-	r601864	
0142+2137	-	-	r601872	
1246+2727	-	-	r601889	
1248+2912	-	-	r601893	
1254+2740	-	-	r601894	
1256+2717	-	-	r601895	
1256+2754	-	-	r601896	
1257+2808	-	-	r601897	
1259+2934	-	-	r601898	
1259+3011	-	-	r601899	
1301+2904	-	-	r601900	
1302+3032	-	-	r601901	
1304+2818	-	-	r601902	
2329+2500	-	-	r601916	
0000+2140	-	-	r601918	
0003+2215	-	-	r601919	
0005+1801	-	-	r601922	
0006+2332	-	-	r601923	
0043-0159	-	-	r601924	
0049-0045	-	-	r601925	
0039+0054	-	-	r601926	
0041+0134	-	-	r601927	
0045+0245	-	-	r601928	
0017+2148	-	-	r601929	

Galaxia UCM	MAY97	AGO98	DIC07	MAR08
0023+1908	-	-	r601930	
0040+2312	-	-	r601931	
0045+2206	-	-	r601932	
0051+2430	-	-	r601933	
0134+2257	-	-	r601934	
1304+2907	-	-	r601962	
1306+2938	-	-	r601963	
1306+3111	-	-	r601964	
1307+2910	-	-	r601965	
1308+2958	-	-	r601966	
1431+2702	-	-	r601967	r611416

TOTAL Medidas: 175 galaxias: 45 MAY97, 83 AGO98, 47 DIC07, 29 repetidas en MAR08

Acrónimos

AGN *active galactic nuclei*. Galaxias con un núcleo activo.

BCD *blue compact dwarf*. Enana compacta azul. Tipo espectroscópico /morfológico de galaxias caracterizado por un color muy azul y una luminosidad tenue

CAHA Observatorio Hipano-Aleman de Calar Alto, en Almeria, España.

CCD *charge couple device*. Un CCD es un detector de fotones basado en tecnología de semiconductores.

DANS *dwarf amorphous nucleated starburst*. Tipo espectroscópico presentado en Salzer et al. (1989b).

DHIIH *dwarf hot spot*. Tipo espectroscópico de galaxias, en este caso de baja luminosidad, con propiedades observacionales parecidas a las regiones HII.

DIG gas difuso ionizado. Del inglés *Diffuse Ionized Gas*, introducido por Reynolds (1990).

ELG *emission-line galaxy*. Galaxias con líneas de emisión nebular.

ESO Observatorio Europeo del Sur. Del inglés *European Southern Observatory*.

FIR *far infrared*. Infrarrojo lejano, termino normalmente referido a longitudes de onda $> 100 \mu\text{m}$

HHH *hot spot*. Tipo espectroscópico de galaxias con propiedades observacionales parecidas a las regiones HII. Si la luminosidad es $L(\text{H}\alpha) < 5 \cdot 10^7 L_{\odot}$ se denominan **DHHH**.

HST *Hubble Space Telescope*. Telescopio espacial Hubble.

IC *Index Catalogue*. Catalogo de galaxias.

IMF *initial mass function*. Función inicial de masas, es decir, la distribución de masas de las estrellas formadas en un brote. En este tesis se han considerado distintas parametrizaciones: la de Salpeter (1955), cuyo acrónimo es SALP, y la de Chabrier (2003) o CHAB.

IRAF *Image Reduction and Analysis Facility*. IRAF ha sido distribuido por el National Optical Astronomy Observatories, regidos por la Association of

Universities for Research in Astronomy, Inc. (AURA) en cooperación con la National Science Foundation de Estados Unidos.

IRAS *Infrared Astronomical Satellite*. Satélite de observación en el infrarrojo (lejano).

ISM *interstellar medium*. Medio interestelar.

JCMT *James Clerk Maxwell Telescope*. Telescopio en el Observatorio de Hawaii.

JKT *Jacobus Kaptey Telescope*. Telescopio en el Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma, España.

LBG *Lyman break galaxies*. Galaxias presentadas por primera vez por Steidel et al. (1996, 1999), que son objetos detectados a partir de sus características prominentes (brillantes) en el UV, concretamente por el corte de Lyman en torno a 1000 Å.

NED *NASA/IPAC Extragalactic database*. NED (Base de datos extra galácticos NASA/IPAC) está dirigido por el Jet Propulsion Laboratory de Caltech, bajo contrato con NASA.

NFGS *Nearby Field Galaxy Sample*. Muestra de galaxias de campo cercanas descrita en Jansen et al. (2000a,b).

NGC *New General Catalogue of Nebulae and Star Clusters*. Catalogo de galaxias.

NIR *near infrared*. Infrarrojo cercano, termino normalmente referido a longitudes de onda entre 1 y 3 nm.

NOT *Nordic Optical Telescope*. Telescopio en el Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma, España.

ORM Observatorio del Roque de los Muchachos, en La Palma, España.

PCA *principal component analysis*. Análisis de componentes principales, método estadístico de estudio de soluciones múltiples en un espacio multidimensional.

PSF *point spread function*. Función de imagen puntual, que es la respuesta de un sistema óptico ante una imagen puntual.

RON ruido de lectura. Del inglés *readout noise*.

SBN *starburst nuclei*. Tipo espectroscópico de galaxias con un núcleo con formación estelar presentado en Balzano (1983).

SDSS *Sloan Digital Sky Survey*. Exploración fotométrica y espectroscópica de todo el cielo descrita en Stoughton et al. (2002).

SFR tasa de formación estelar. Del inglés *star formation rate*.

UCM Universidad Complutense de Madrid.

ULIRG *ultraluminous infrared galaxies*. Galaxias ultraluminosas en el IR lejano

UV ultravioleta.

2dFGRS *2dF Galaxy Redshift Survey*. Exploración de galaxias presentada en Maddox et al. (1990).

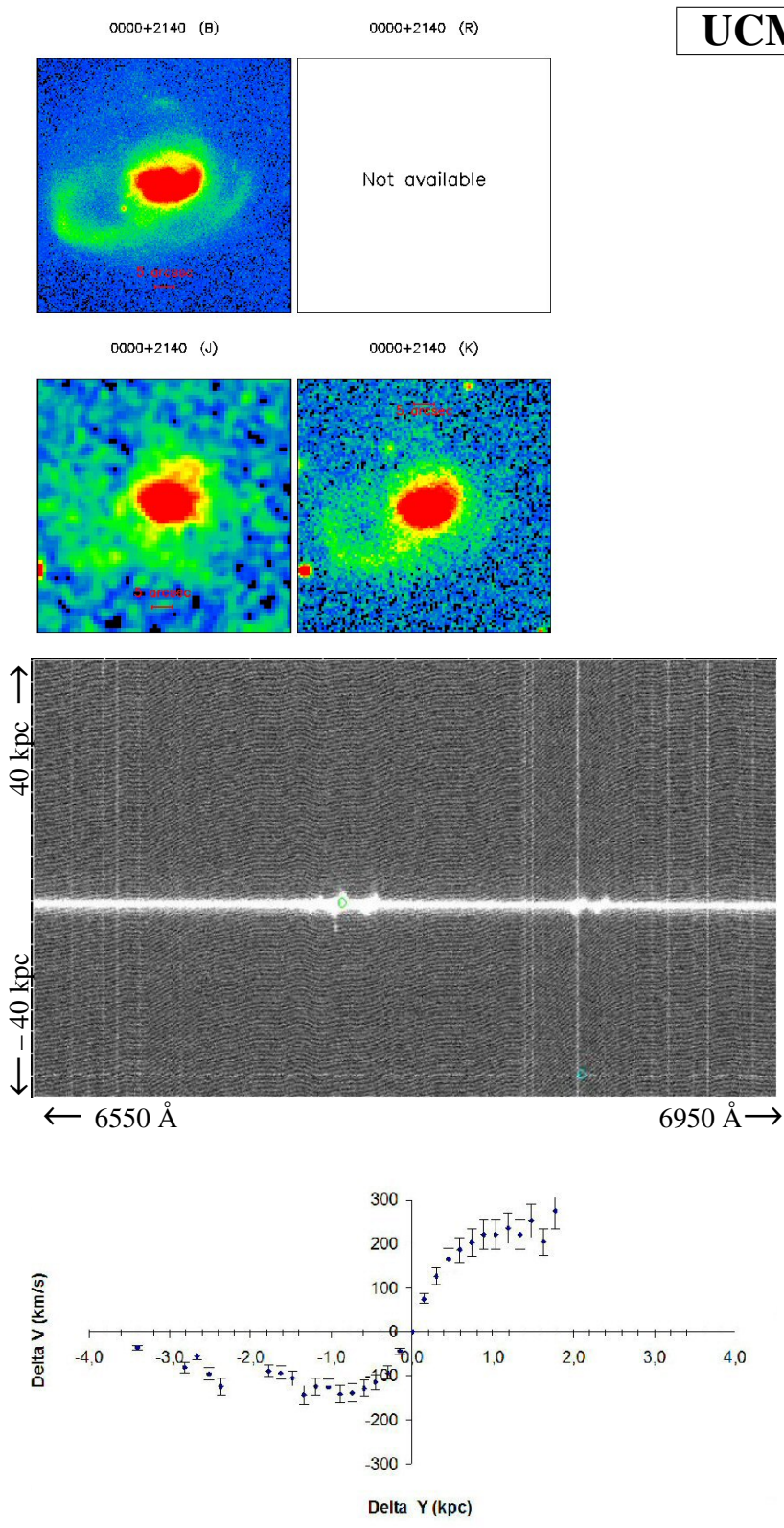
2MASS *Two Micron All Sky Survey*. Exploración de galaxias en el infrarrojo cercano (Jarrett et al. 2000).

Apéndice A

Fichas de las Galaxias

Cada ficha corresponde a una galaxia y en ella se ha incluido:

- La denominación UCM
- La imagen en las bandas óptica e infrarrojo cercano de que se dispone en la base de datos del Departamento obtenidos de NED y otras B.D.
- La imagen en $H\alpha$ de aquellas galaxias de las que se dispone en la base de datos propias y otras B.D.
- El espectro bidimensional una vez reducido y calibrado en longitud de onda.
- Gráfica del gradiente de velocidad vs distancia al núcleo a lo largo de la rendija (Curva de Rotación).
- Resumen de los datos de partida para esa galaxia
- Resumen de los datos calculados para esa galaxia.



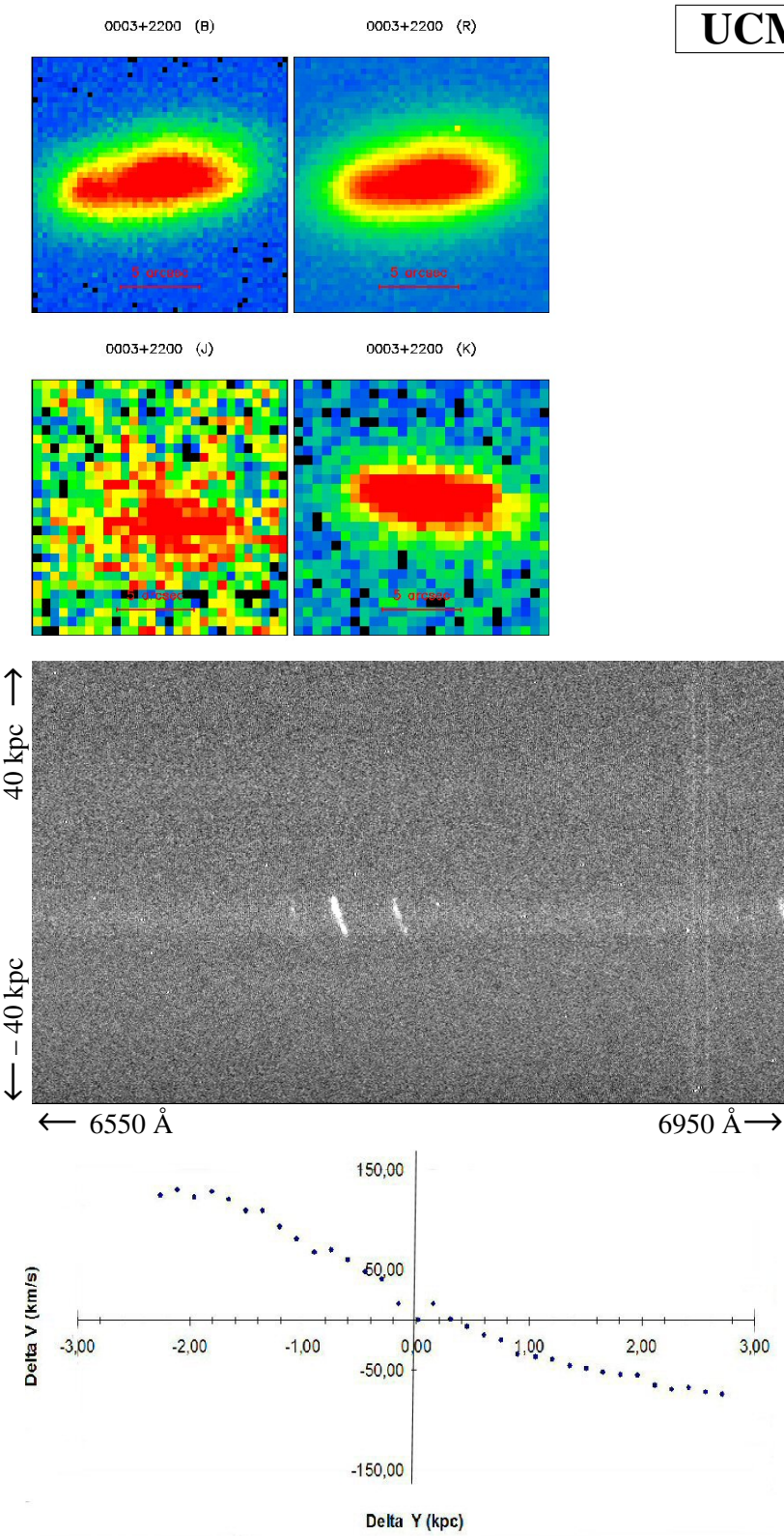
UCM 0000+2140

z	0.0422
M_B	-20.67 ± 0.06
R_e (kpc)	3.7 ± 0.2
i (°)	49.79 ± 2.49
PA (°)	308
T. morfológico	Sa
T. espectral	IIIIH

	σ (km/s)
Ponderada flujo	117.2 ± 5.9

	$\log(M/M_\odot)$
VIR _{pond.flujo}	10.32 ± 0.15
Dinámica	10.49 ± 0.15
Estelar	10.687 ± 0.075

Ficha 1: Galaxia UCM 0000+2140.



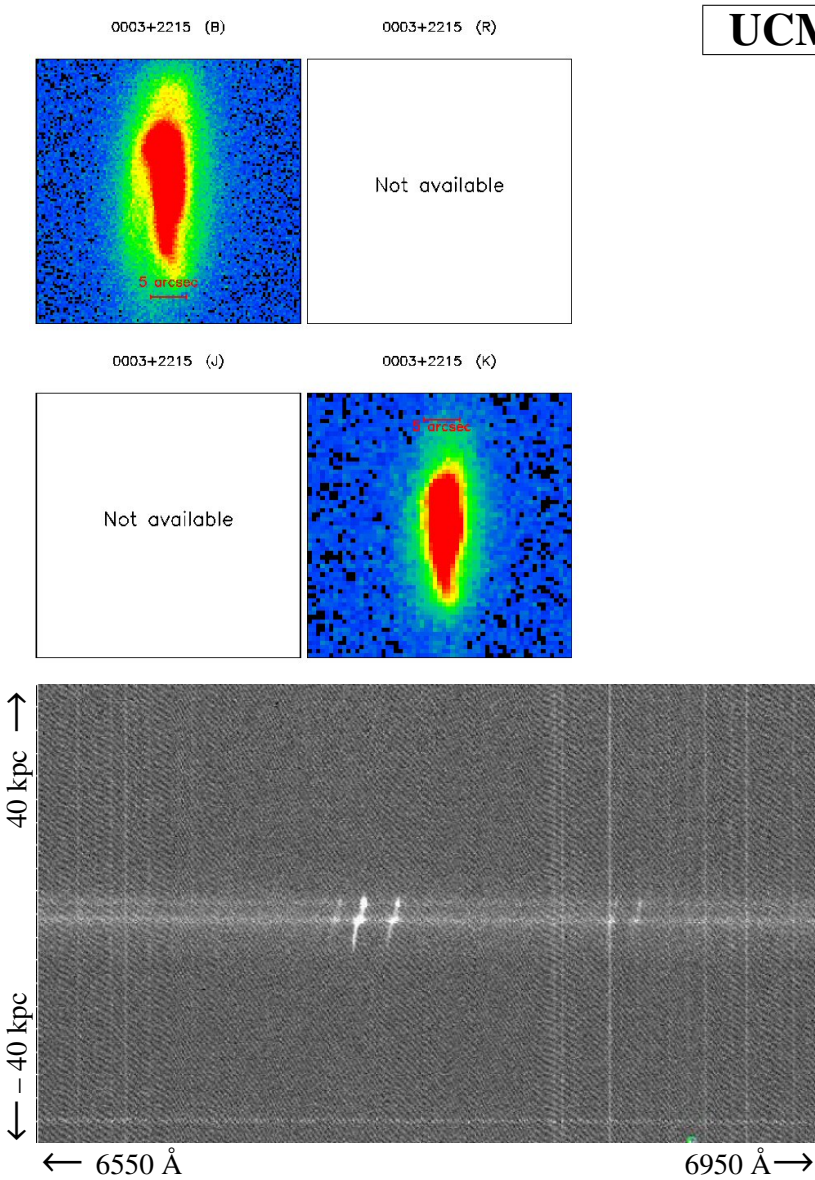
UCM 0003+2200

Magnitud r	16.30 ± 0.08
z	0.0307
M_B	-18.06 ± 0.06
R_e (kpc)	1.6 ± 0.1
i ($^\circ$)	62.51 ± 3.13
PA ($^\circ$)	95
T. morfológico	Sc+
T. espectral	DANS

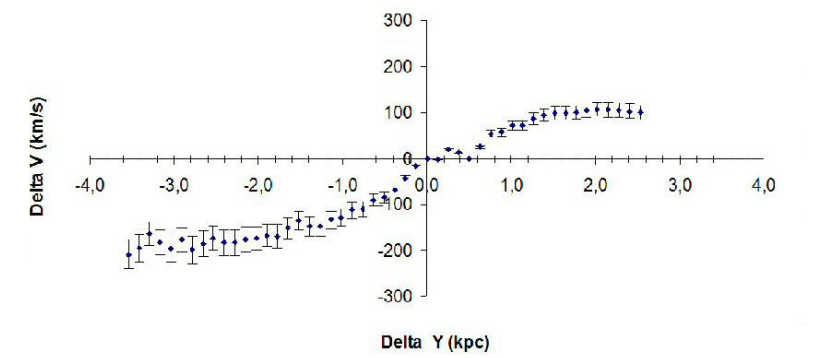
σ (km/s)	
Ponderada flujo	34.69 ± 3.5

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.33 ± 0.1
Dinámica	9.54 ± 0.11
Estelar	9.722 ± 0.162

Ficha 2: Galaxia UCM 0003+2200.



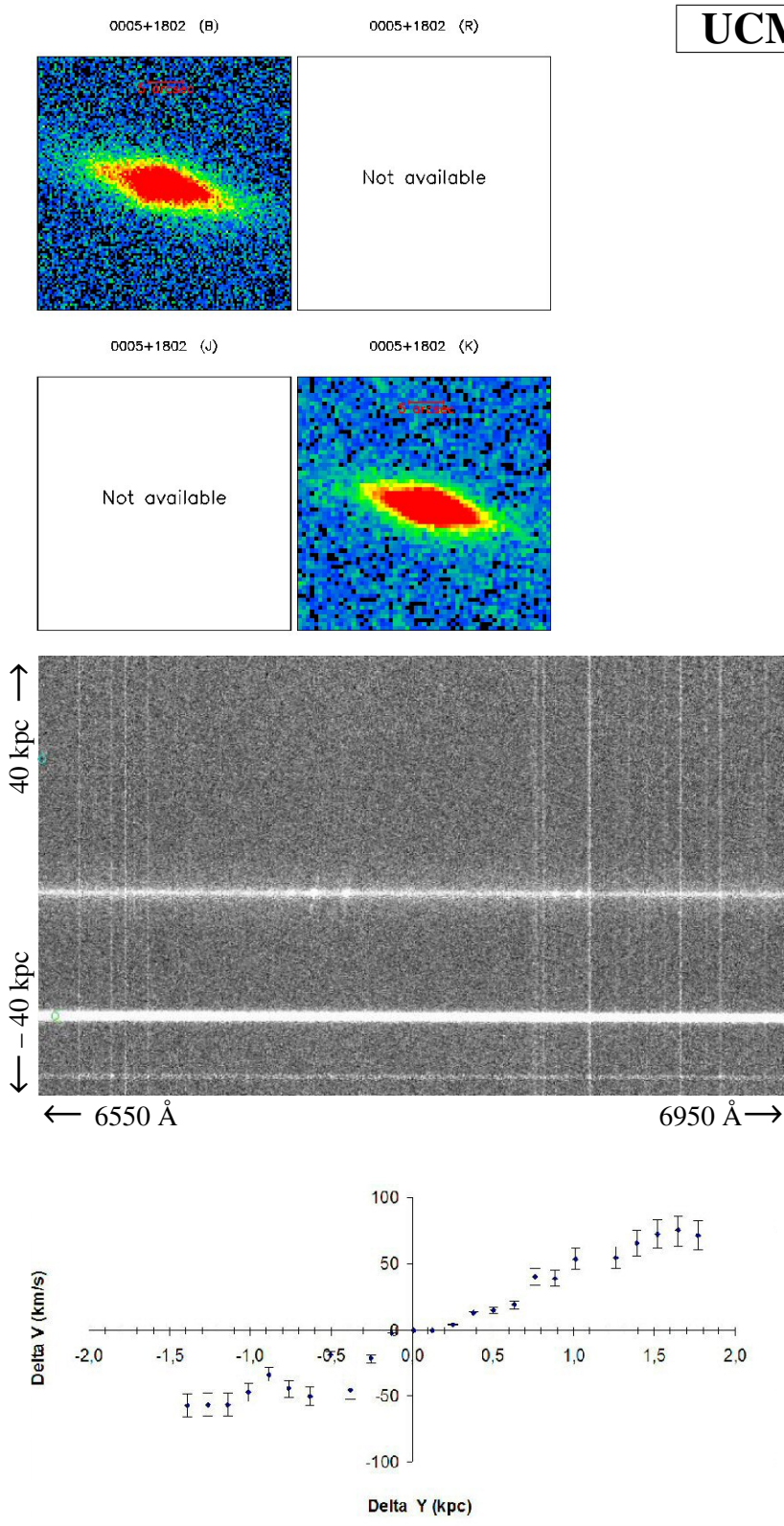
z	0.0384
M_B	-19.37 ± 0.06
R_e (kpc)	3.2 ± 0.1
i (°)	77.21 ± 3.86
PA (°)	5
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN



σ (km/s)	
Ponderada flujo	75.86 ± 7.6

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.95 ± 0.13
Dinámica	9.76 ± 0.12
Estelar	10.668 ± 0.098

Ficha 3: Galaxia UCM 0003+2215.



↑
40 kpc

← 6550 Å 6950 Å →

Delta V (km/s)

Delta Y (kpc)

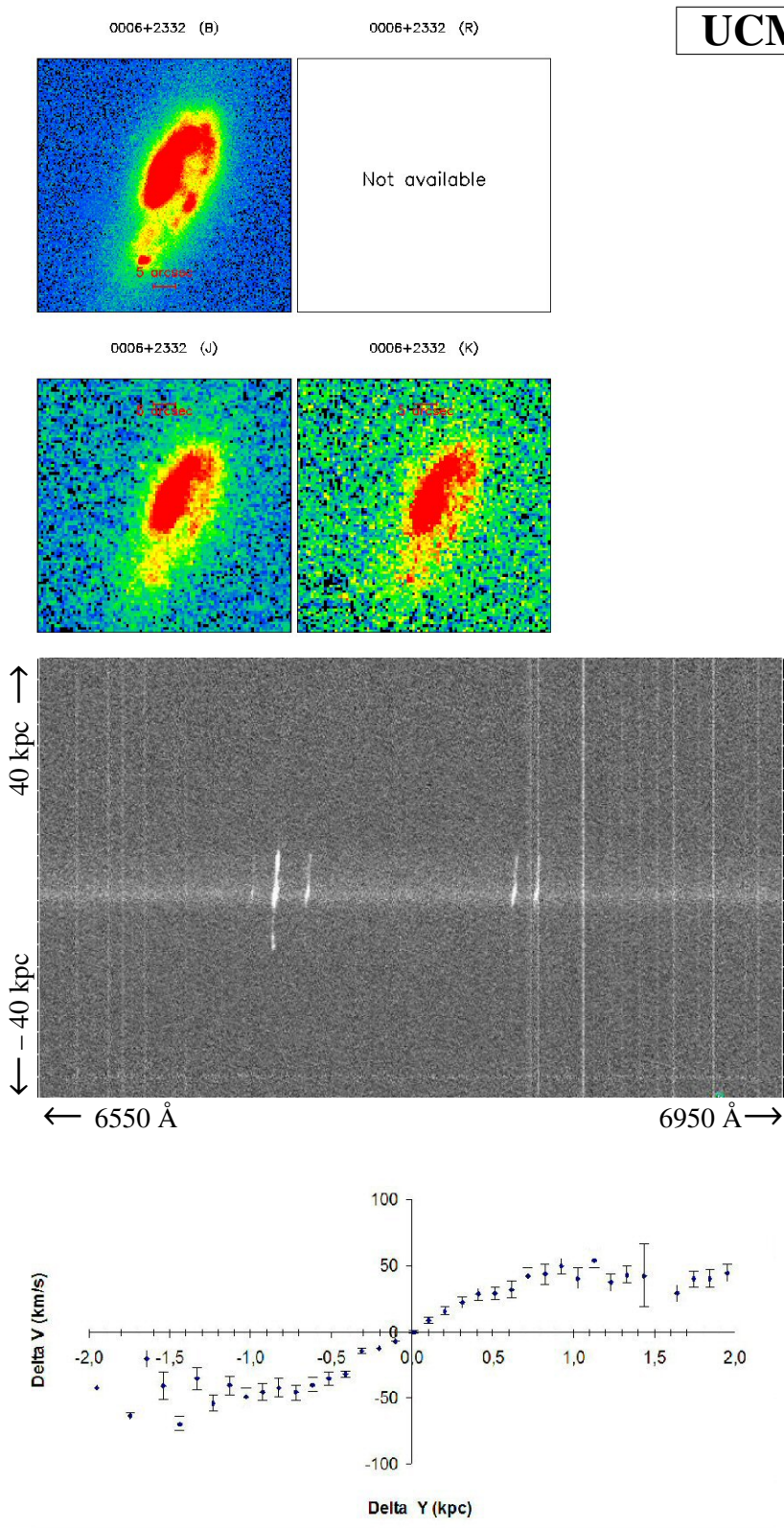
UCM 0005+1802

z	0.0123
M_B	-18.3 ± 0.06
R_e (kpc)	1.6 ± 0.1
i (°)	65.11 ± 3.26
PA (°)	76
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	106.93 ± 10.7

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.24 ± 0.14
Dinámica	9.26 ± 0.1
Estelar	10.304 ± 0.072

Ficha 4: Galaxia UCM 0005+1802.



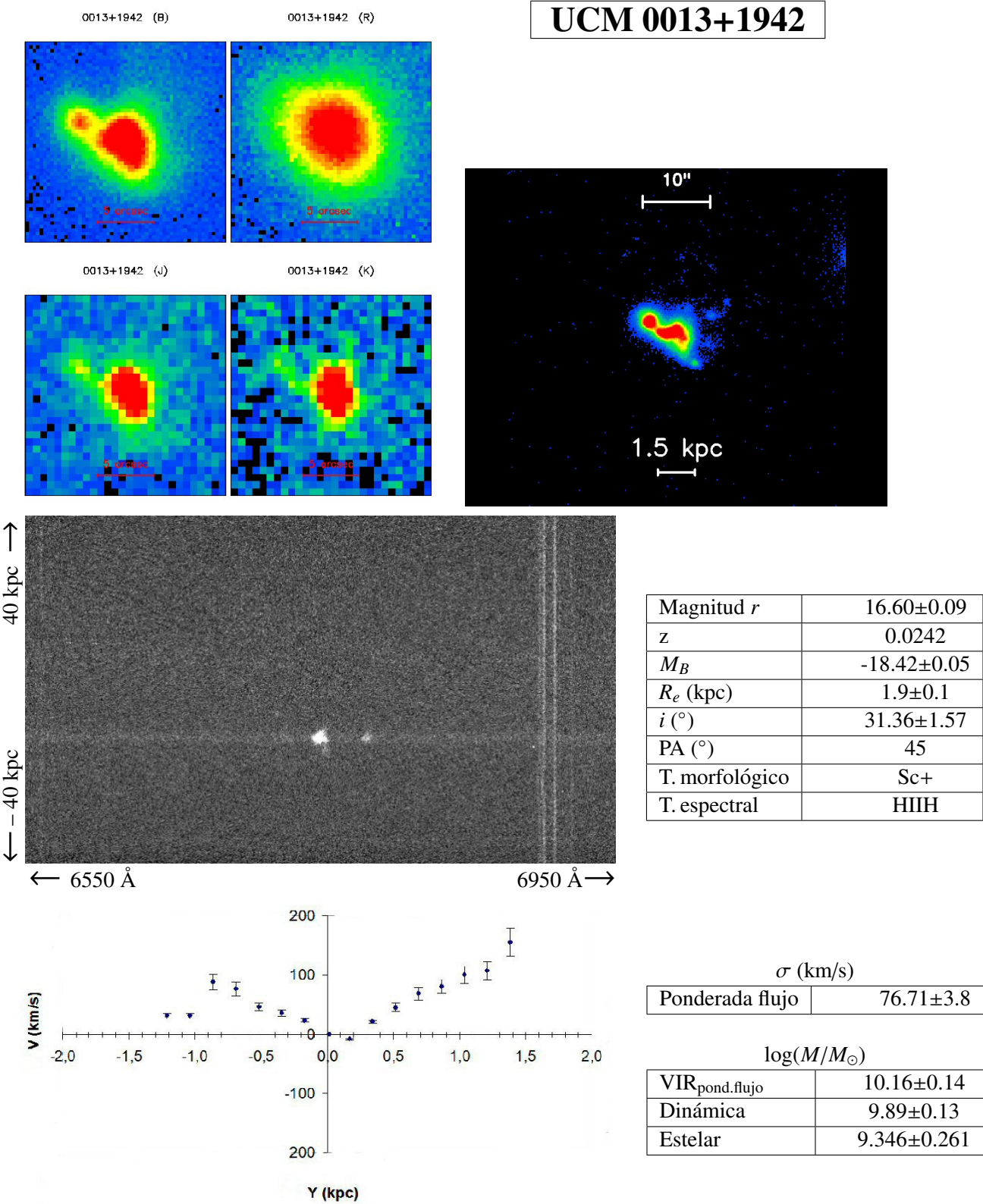
UCM 0006+2332

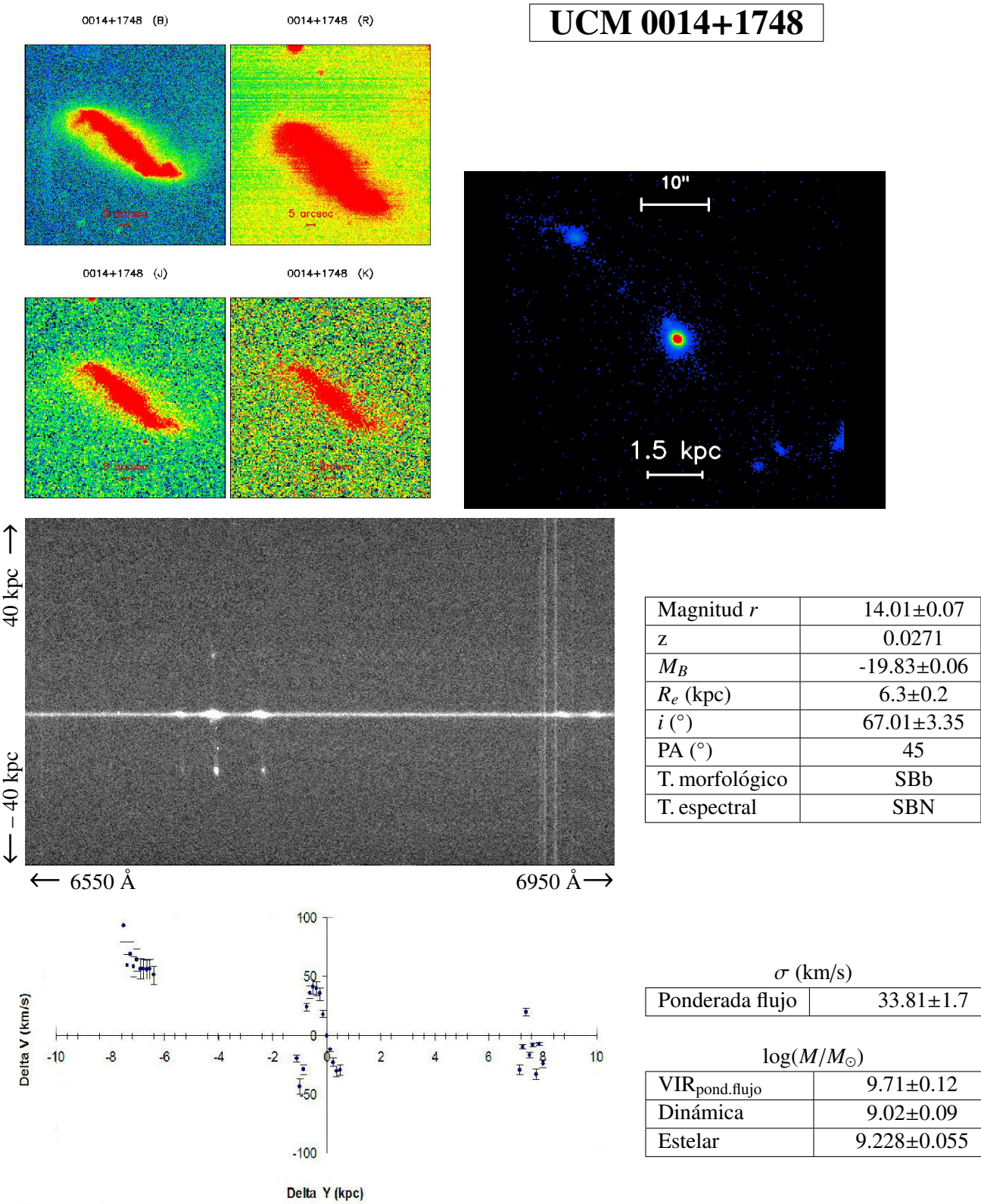
z	0.0358
M_B	-19.65 ± 0.06
R_e (kpc)	2.9 ± 0
i (°)	62.32 ± 3.12
PA (°)	338
T. morfológico	Sb
T. espectral	IIIIH

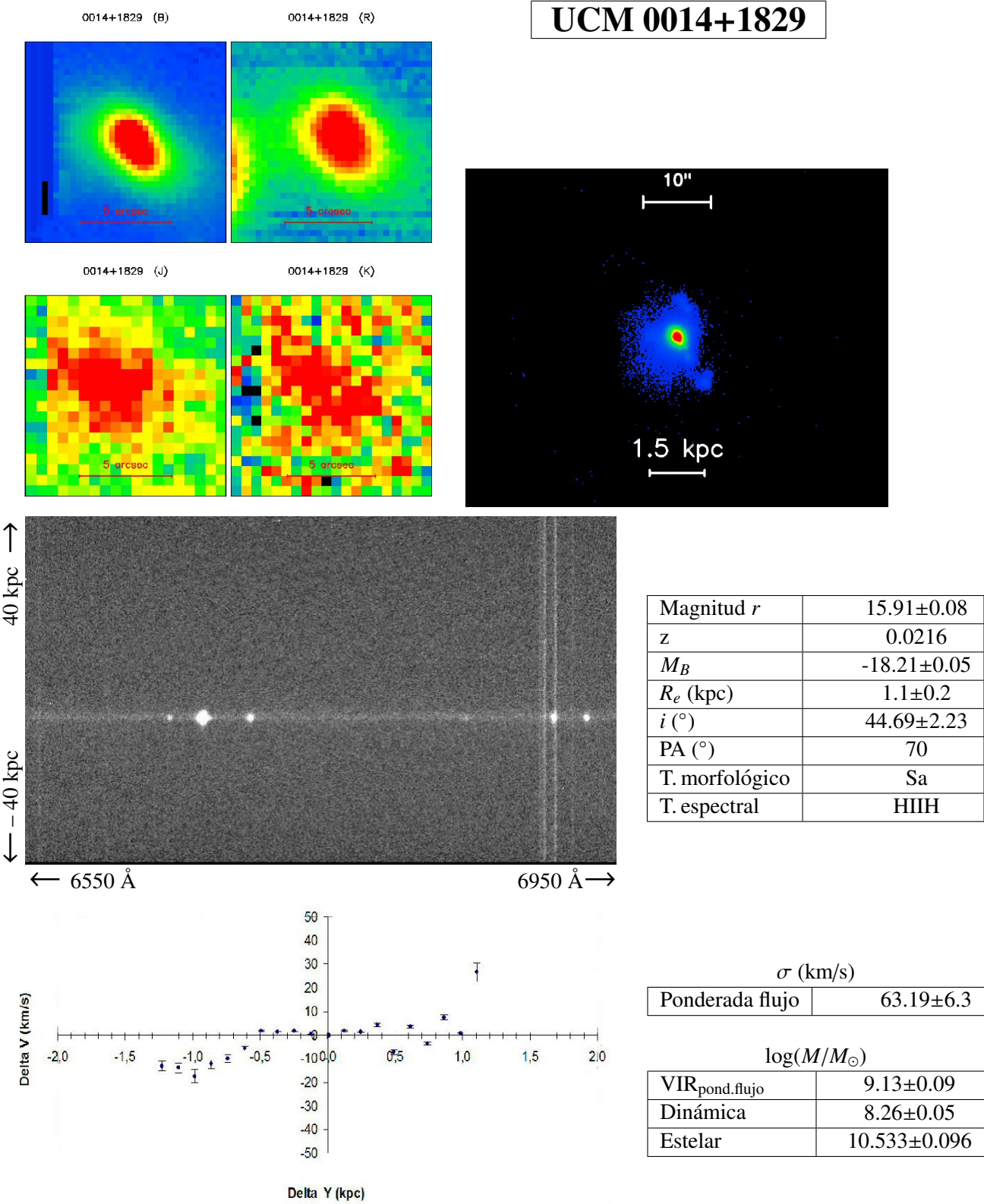
σ (km/s)	
Ponderada flujo	38.08 ± 1.9

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.35 ± 0.1
Dinámica	9.81 ± 0.13
Estelar	9.525 ± 0.189

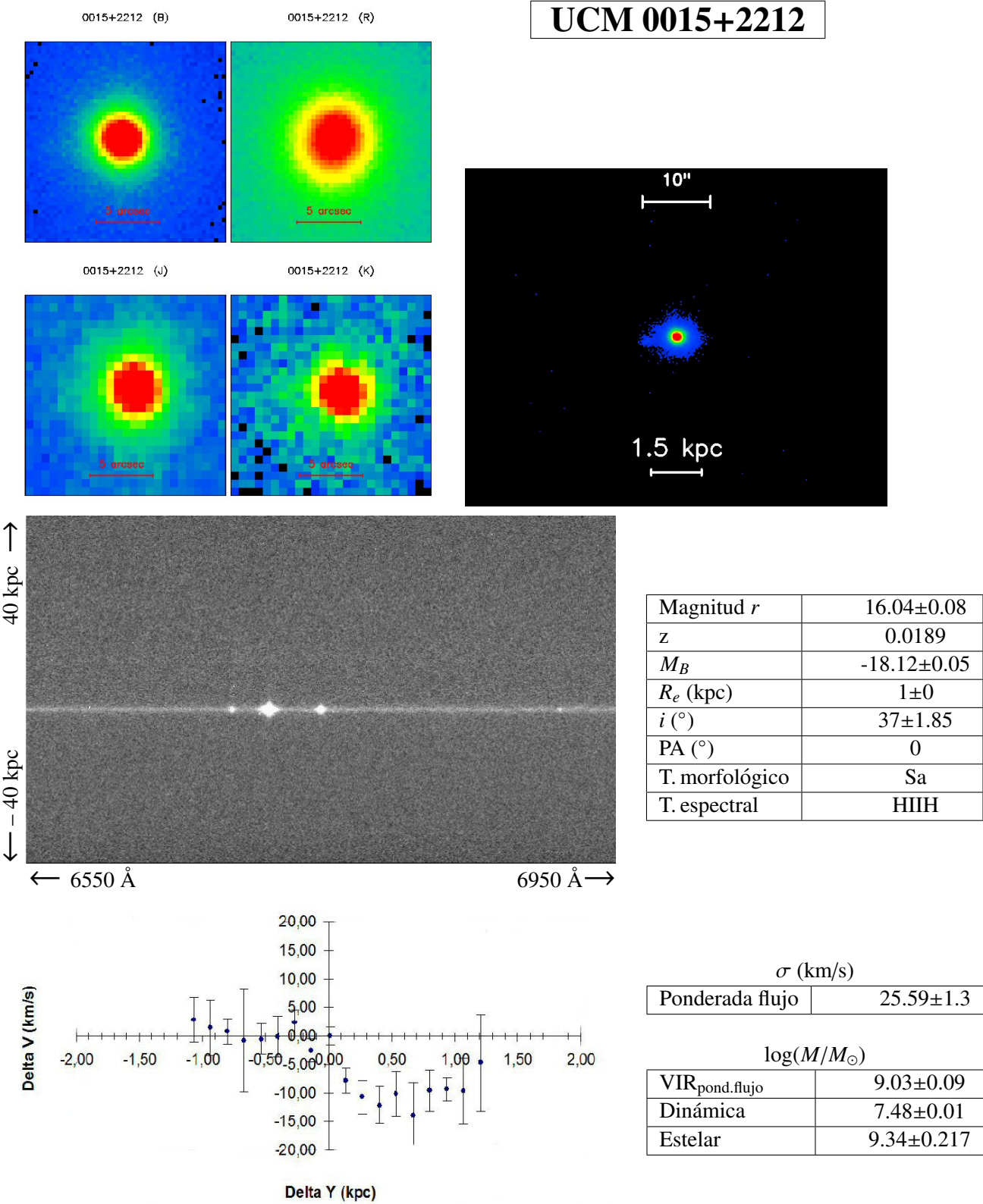
Ficha 5: Galaxia UCM 0006+2332.



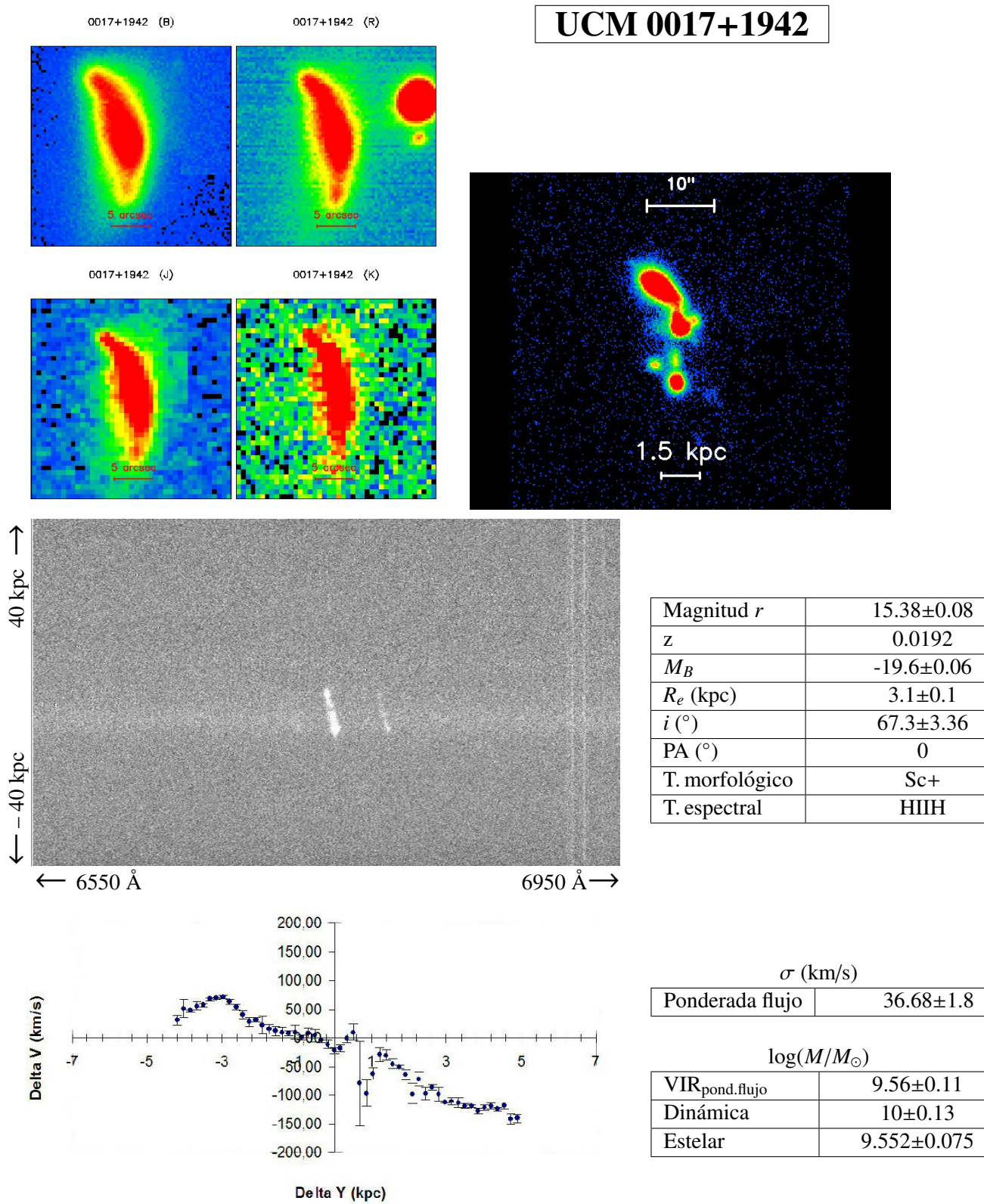




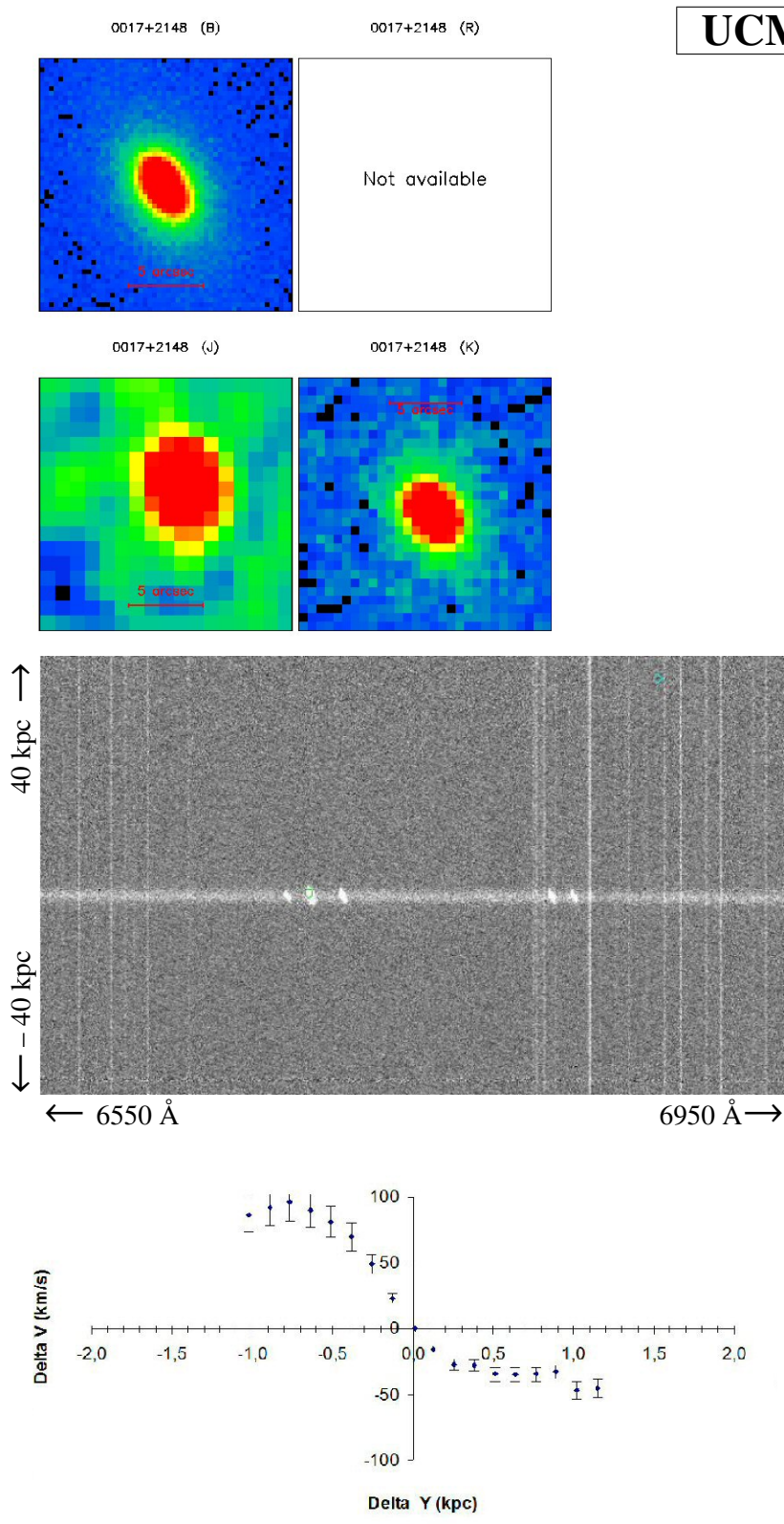
Ficha 8: Galaxia UCM 0014+1829.



Ficha 9: Galaxia UCM 0015+2212.



Ficha 10: Galaxia UCM 0017+1942.



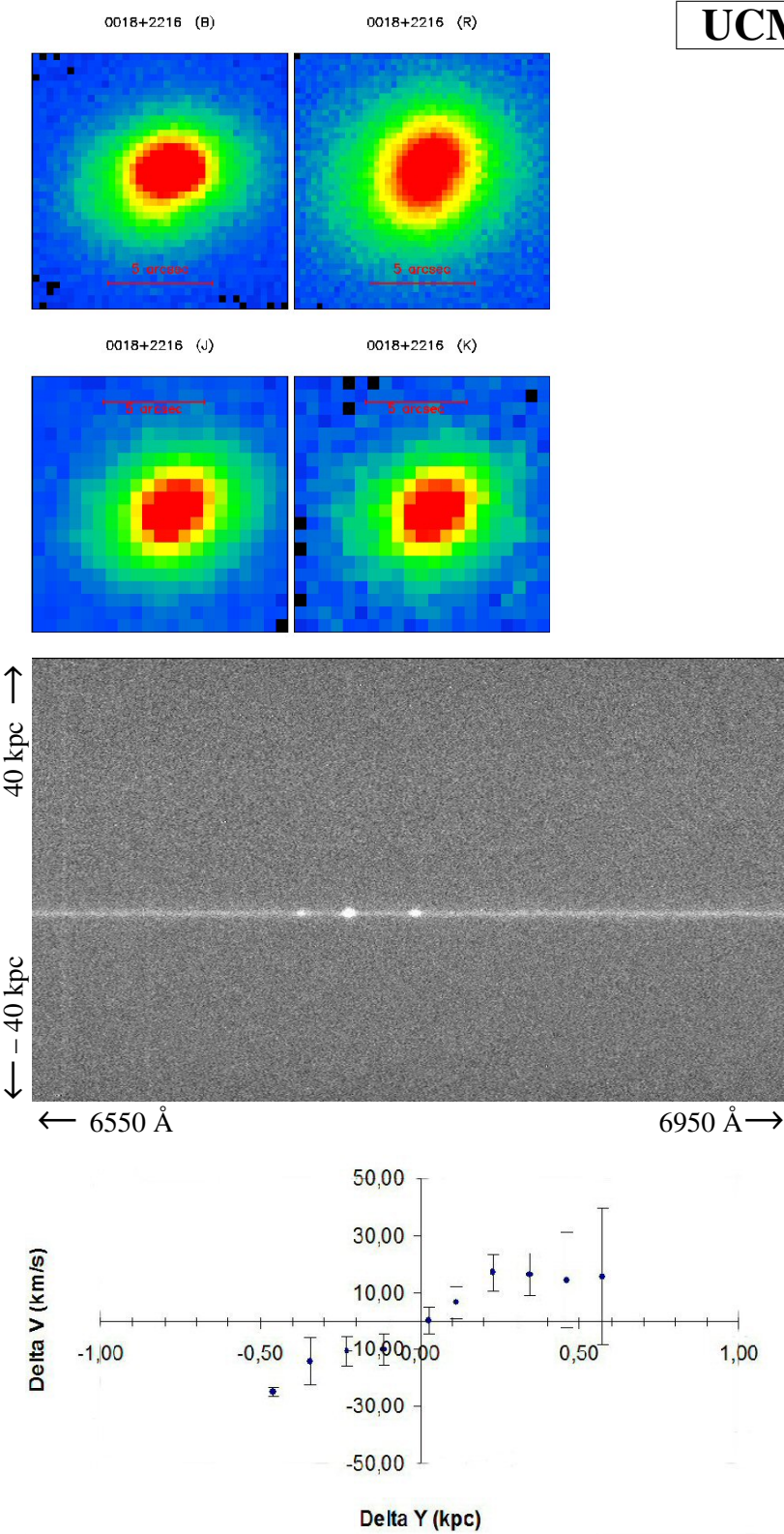
UCM 0017+2148

z	0.026
M_B	-17.9 ± 0.05
R_e (kpc)	1 ± 0
i (°)	65.11 ± 3.26
PA (°)	40
T. morfológico	Sa
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	48.07 ± 2.4

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.53 ± 0.11
Dinámica	8.74 ± 0.08
Estelar	9.457 ± 0.26

Ficha 11: Galaxia UCM 0017+2148.



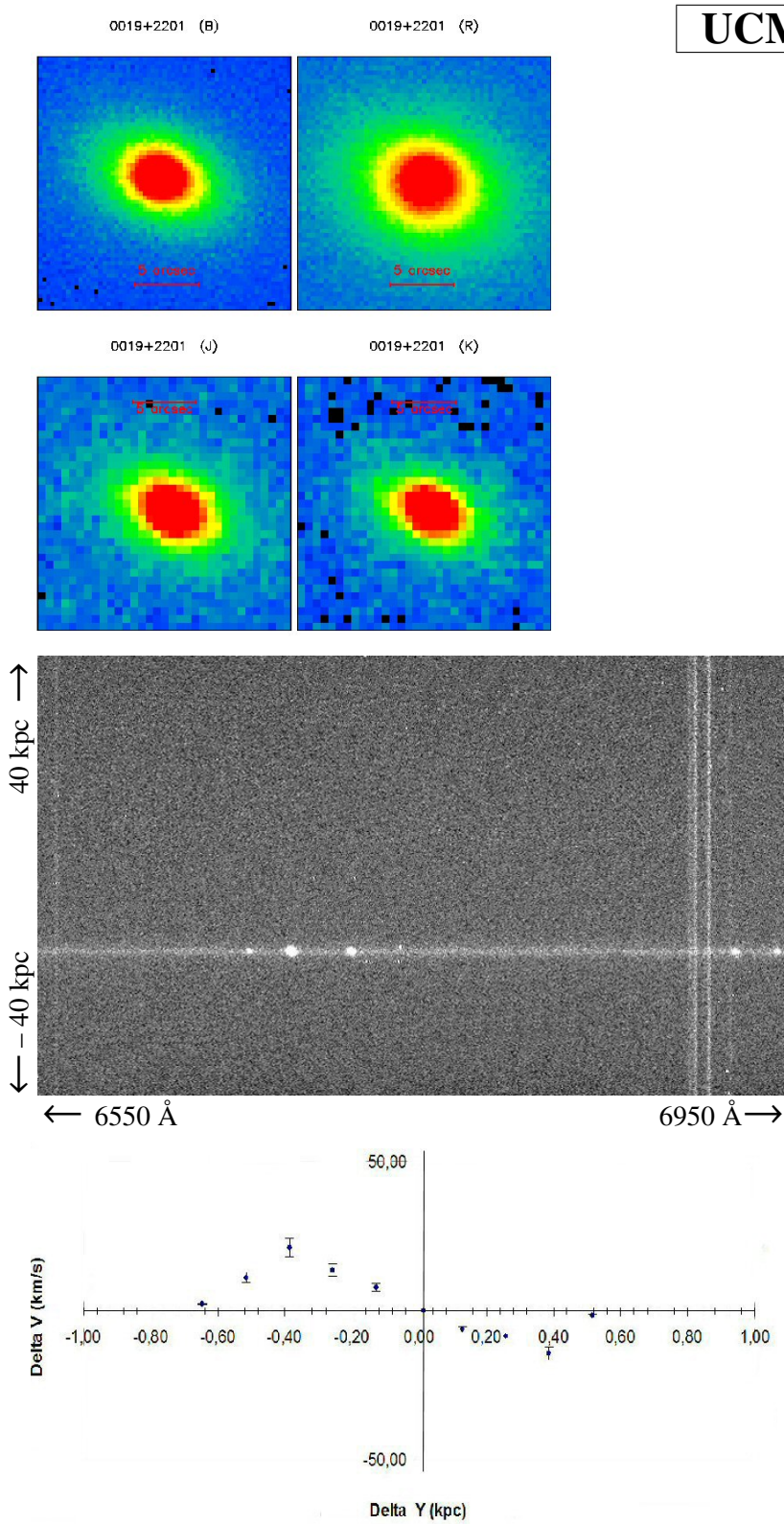
UCM 0018+2215

Magnitud r	16.15 ± 0.08
z	0.0198
M_B	-17.68 ± 0.05
R_e (kpc)	0.8 ± 0
i ($^\circ$)	31.7 ± 1
PA ($^\circ$)	0
T. morfológico	Sb
T. espectral	DANS

σ (km/s)	
Ponderada flujo	36.33 ± 3.6

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.19 ± 0.1
Dinámica	7.51 ± 0.01
Estelar	9.484 ± 0.098

Ficha 12: Galaxia UCM 0018+2215.



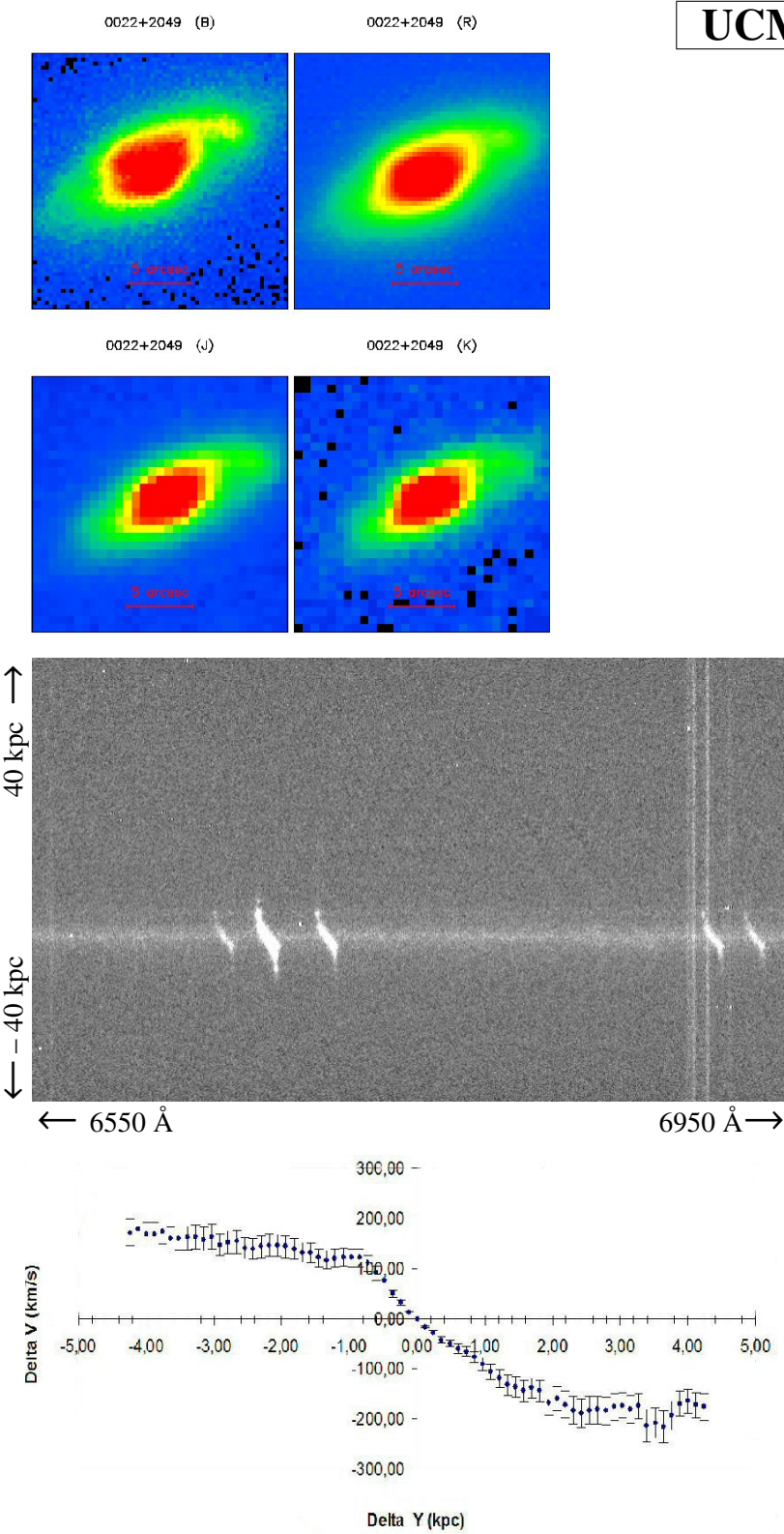
UCM 0019+2201

Magnitud r	15.82 ± 0.08
z	0.0267
M_B	-18.07 ± 0.05
R_e (kpc)	2 ± 0.1
i ($^\circ$)	47.3 ± 2.37
PA ($^\circ$)	70
T. morfológico	Sb
T. espectral	DANS

σ (km/s)	
Ponderada flujo	38.01 ± 3.8

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.44 ± 0.11
Dinámica	7.26 ± 0
Estelar	10.029 ± 0.072

Ficha 13: Galaxia UCM 0019+2201.



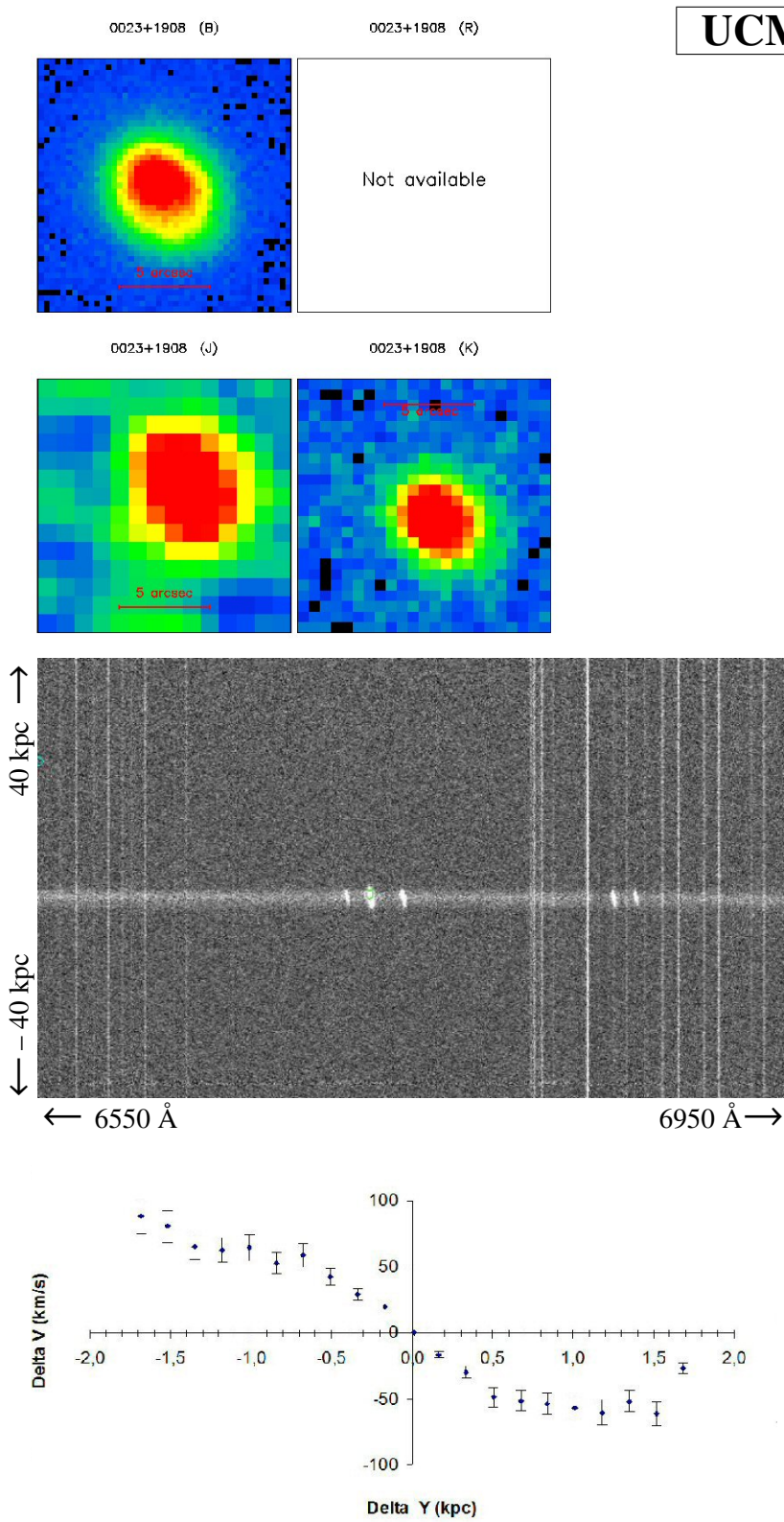
UCM 0022+2049

Magnitud r	14.65 ± 0.08
z	0.0328
M_B	-19.07 ± 0.05
R_e (kpc)	1.7 ± 0
i ($^\circ$)	55.91 ± 2.8
PA ($^\circ$)	115
T. morfológico	Sb
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	39.8 ± 2

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.42 ± 0.11
Dinámica	10.48 ± 0.15
Estelar	10.373 ± 0.118

Ficha 14: Galaxia UCM 0022+2049.



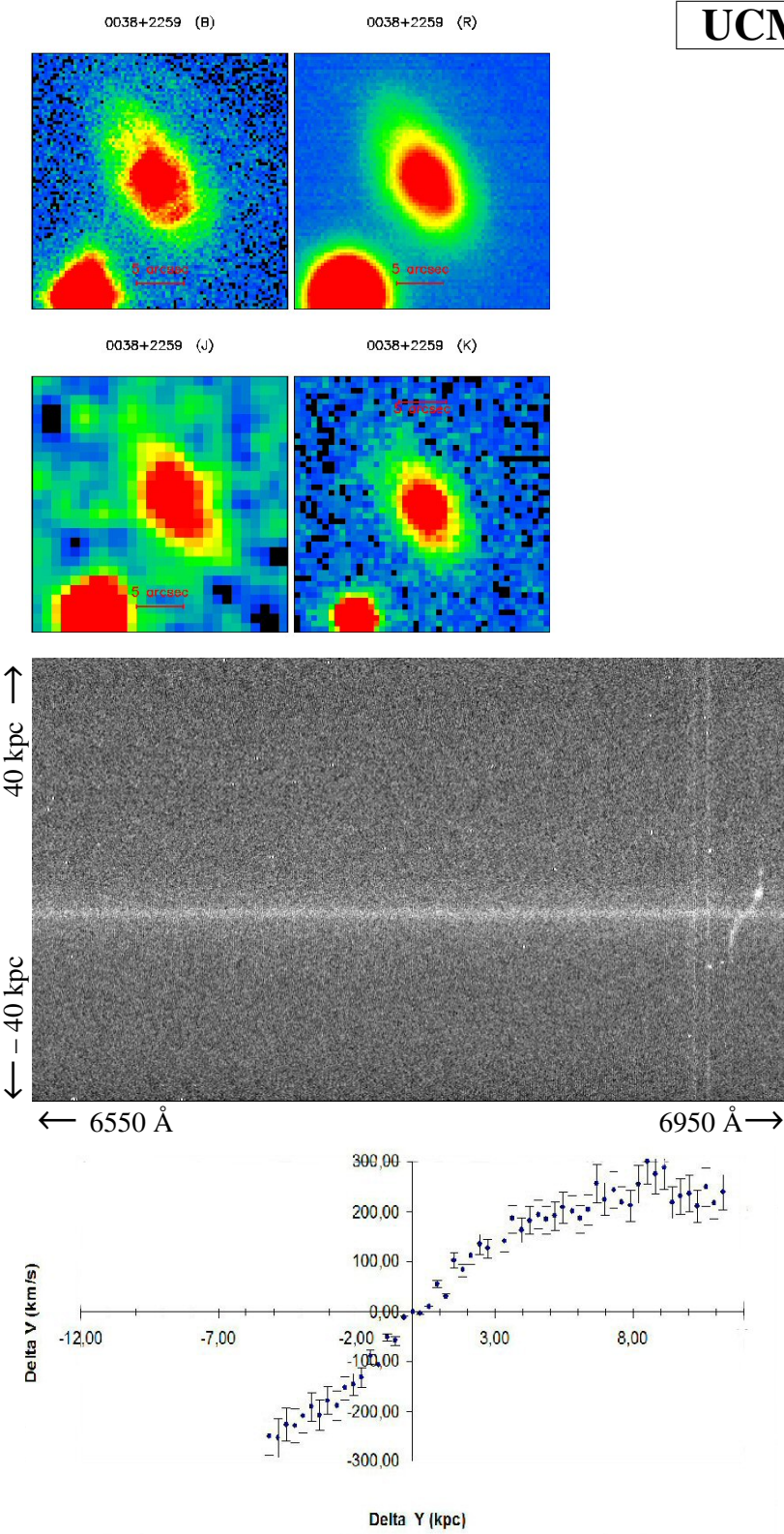
UCM 0023+1908

z	0.0385
M_B	-18.62 ± 0.05
R_e (kpc)	1.2 ± 0.1
i ($^\circ$)	38.79 ± 1.94
PA ($^\circ$)	40
T. morfológico	Sc+
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	37.29 ± 1.9

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.33 ± 0.1
Dinámica	9.88 ± 0.13
Estelar	9.423 ± 0.213

Ficha 15: Galaxia UCM 0023+1908.



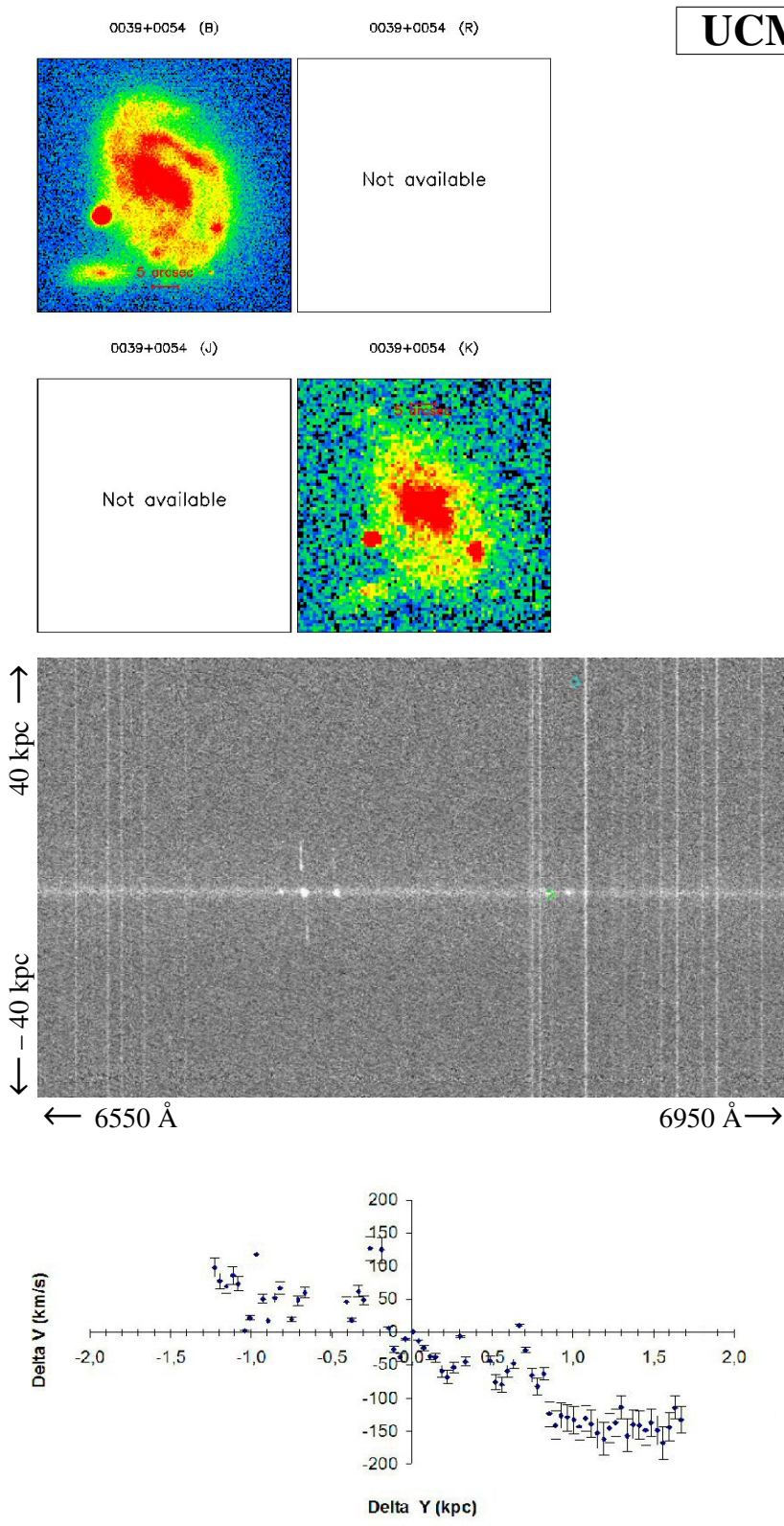
UCM 0038+2259

Magnitud r	15.61 ± 0.08
z	0.0158
M_B	-20.29 ± 0.06
R_e (kpc)	4.2 ± 0.1
i ($^\circ$)	69.28 ± 3.46
PA ($^\circ$)	82
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	92.38 ± 9.2

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.68 ± 0.16
Dinámica	11.17 ± 0.18
Estelar	10.92 ± 0.09

Ficha 16: Galaxia UCM 0038+2259.



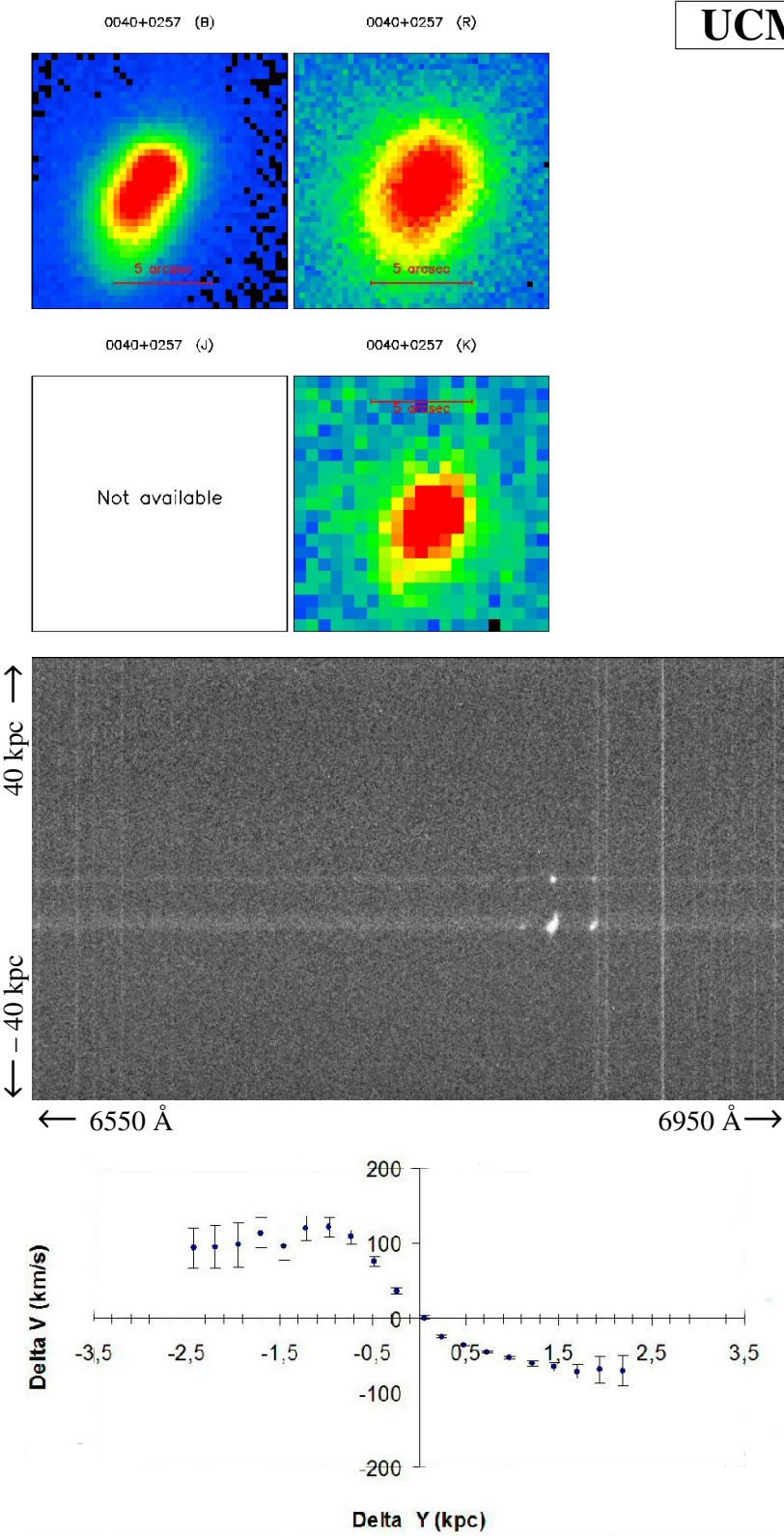
UCM 0039+0054

z	0.0169
M_B	-19.47 ± 0.06
R_e (kpc)	5.3 ± 0.4
i (°)	48.74 ± 2.44
PA (°)	23
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	90.99 ± 9.1

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.1 ± 0.14
Dinámica	9.84 ± 0.13
Estelar	9.995 ± 0.075

Ficha 17: Galaxia UCM 0039+0054.



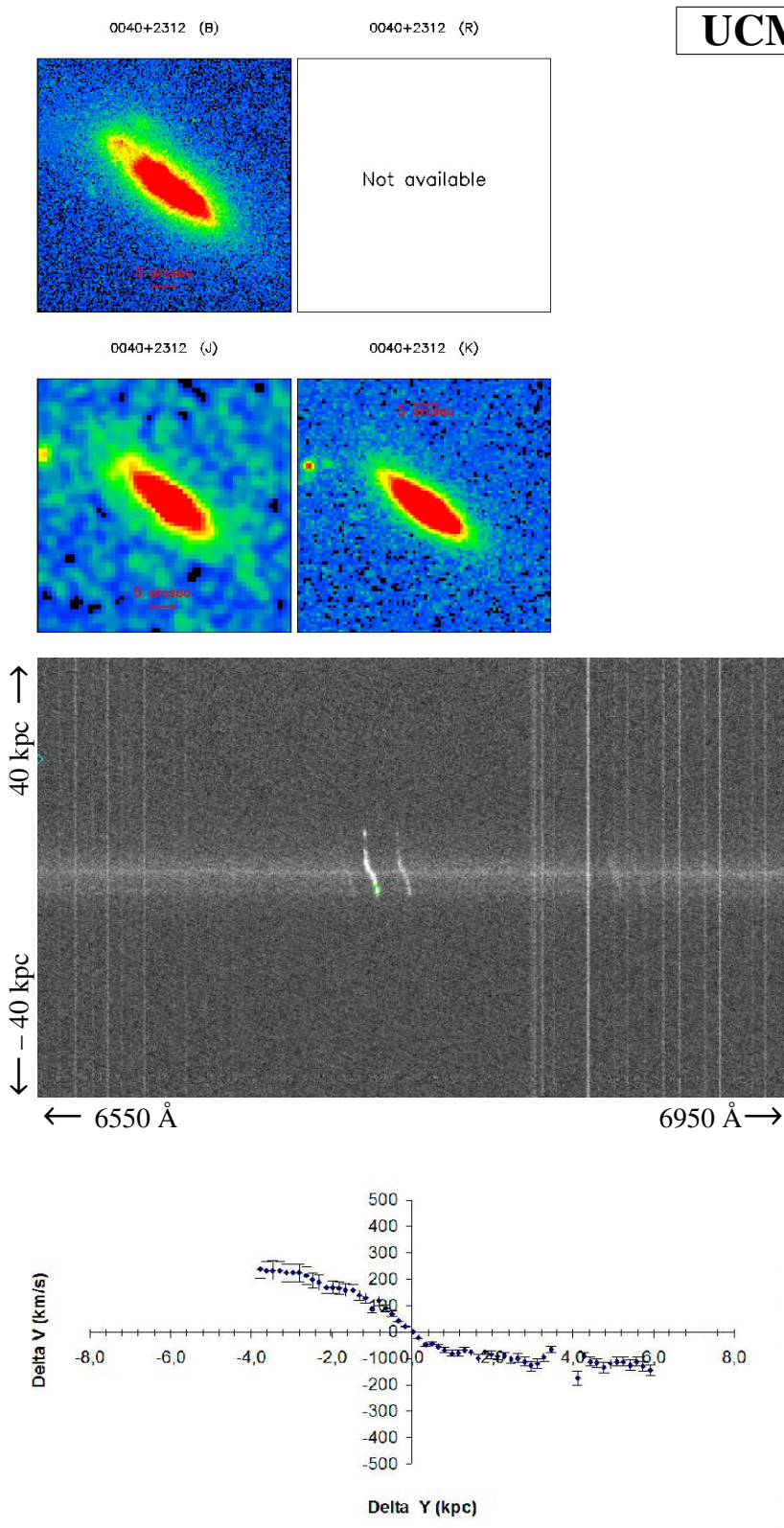
UCM 0040+0257

Magnitud r	16.85 ± 0.09
z	0.0193
M_B	-19.17 ± 0.06
R_e (kpc)	1.7 ± 0.1
i ($^\circ$)	46.56 ± 2.33
PA ($^\circ$)	317
T. morfológico	Sb
T. espectral	DANS

σ (km/s)	
Ponderada flujo	39.58 ± 4

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.59 ± 0.12
Dinámica	9.69 ± 0.12
Estelar	9.597 ± 0.225

Ficha 18: Galaxia UCM 0040+0257.



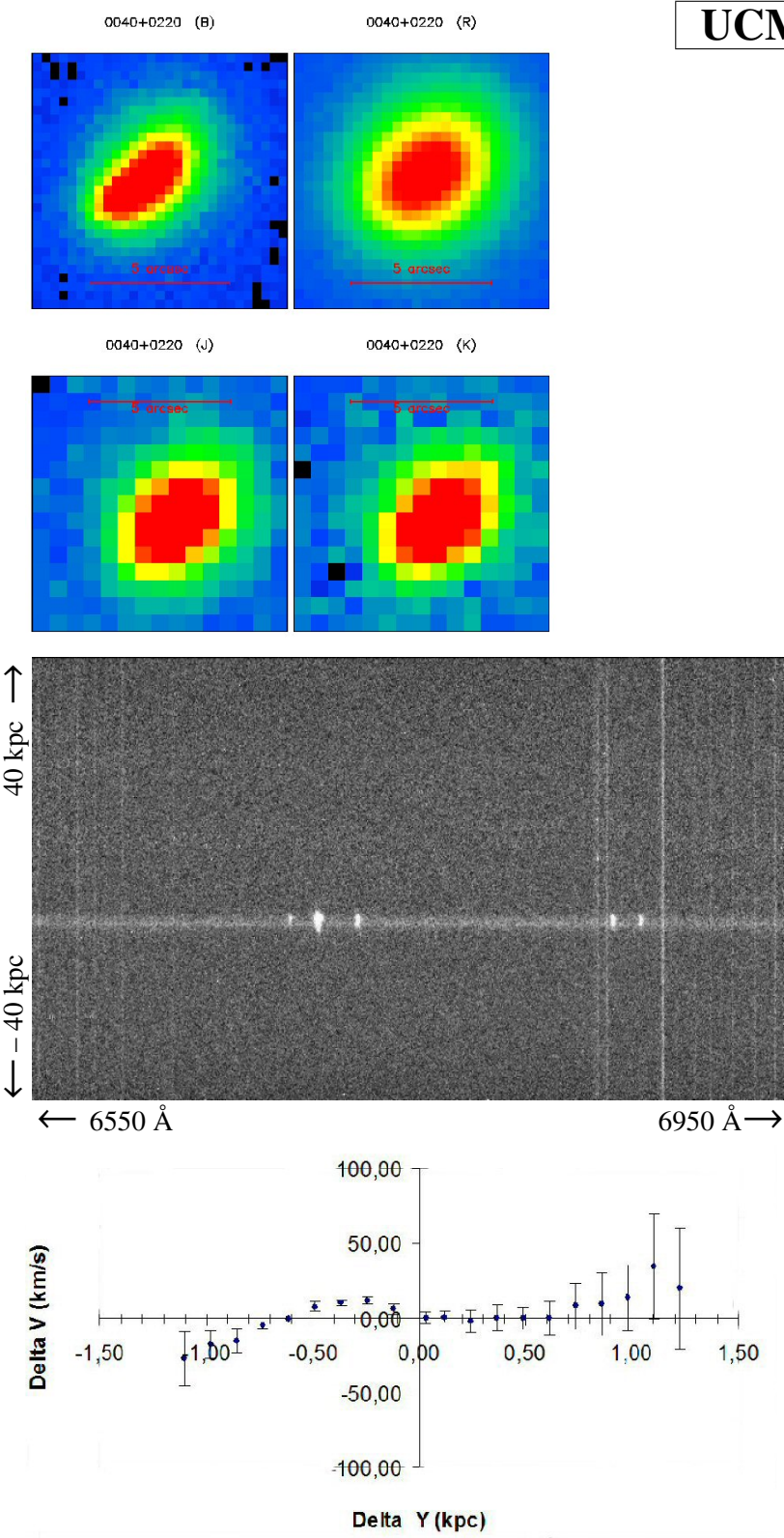
UCM 0040+2312

z	0.0375
M_B	-19.69 ± 0.06
R_e (kpc)	4.5 ± 0.1
i (°)	80.98 ± 4.05
PA (°)	50
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	96.29 ± 9.6

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.15 ± 0.14
Dinámica	10.46 ± 0.15
Estelar	10.915 ± 0.098

Ficha 19: Galaxia UCM 0040+2312.



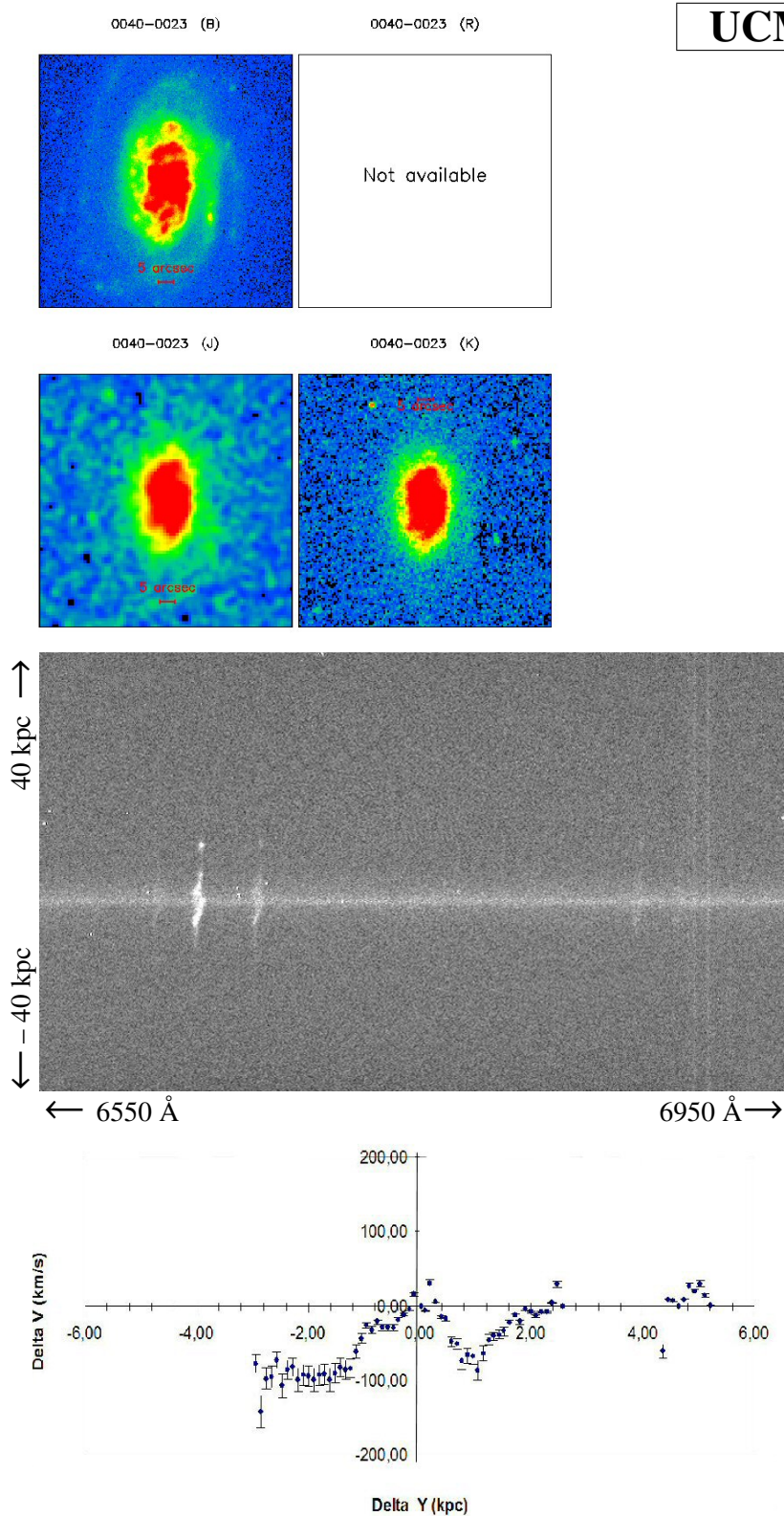
UCM 0040+0220

Magnitud r	16.61 ± 0.09
z	0.0165
M_B	-17.22 ± 0.05
R_e (kpc)	0.6 ± 0
i ($^\circ$)	38.8 ± 1.94
PA ($^\circ$)	315
T. morfológico	Sc+
T. espectral	DANS

σ (km/s)	
Ponderada flujo	26.67 ± 2.7

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	8.83 ± 0.08
Dinámica	8.63 ± 0.07
Estelar	8.671 ± 0.213

Ficha 20: Galaxia UCM 0040+0220.



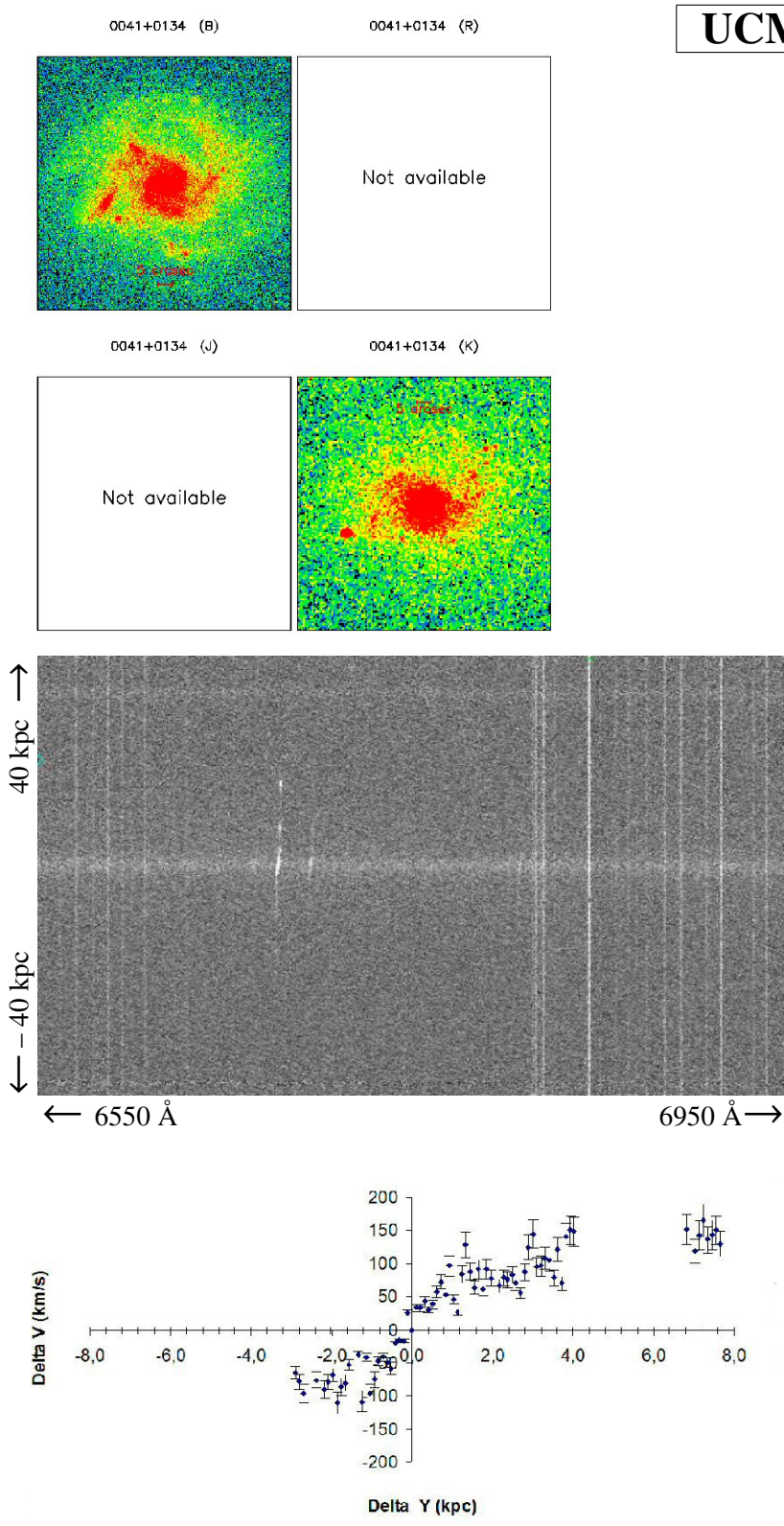
UCM 0040-0023

z	0.0179
M_B	-20.26 ± 0.06
R_e (kpc)	4.1 ± 0.1
i (°)	3 ± 0.15
PA (°)	65
T. morfológico	Sc+
T. espectral	LINER

σ (km/s)	
Ponderada flujo	43.51 ± 4.4

$\log(M/M_\odot)$	
Estelar	10.437 ± 0.06

Ficha 21: Galaxia UCM 0040-0023.



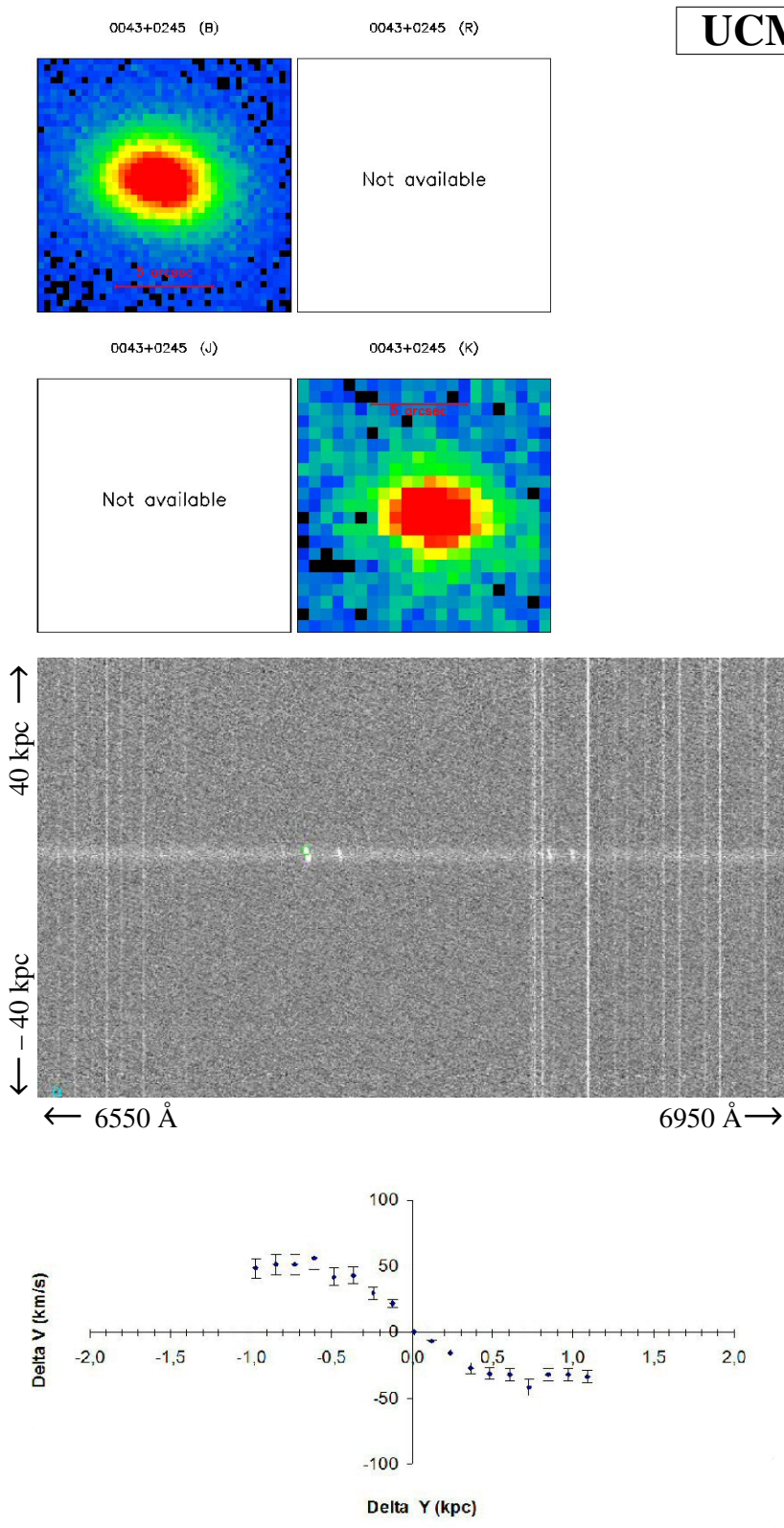
UCM 0041+0134

z	0.0356
M_B	-20.01 ± 0.06
R_e (kpc)	7.1 ± 0.1
i ($^\circ$)	33.61 ± 1.68
PA ($^\circ$)	70
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	90.12 ± 9

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.1 ± 0.14
Dinámica	10.48
Estelar	10.313 ± 0.073

Ficha 22: Galaxia UCM 0041+0134.



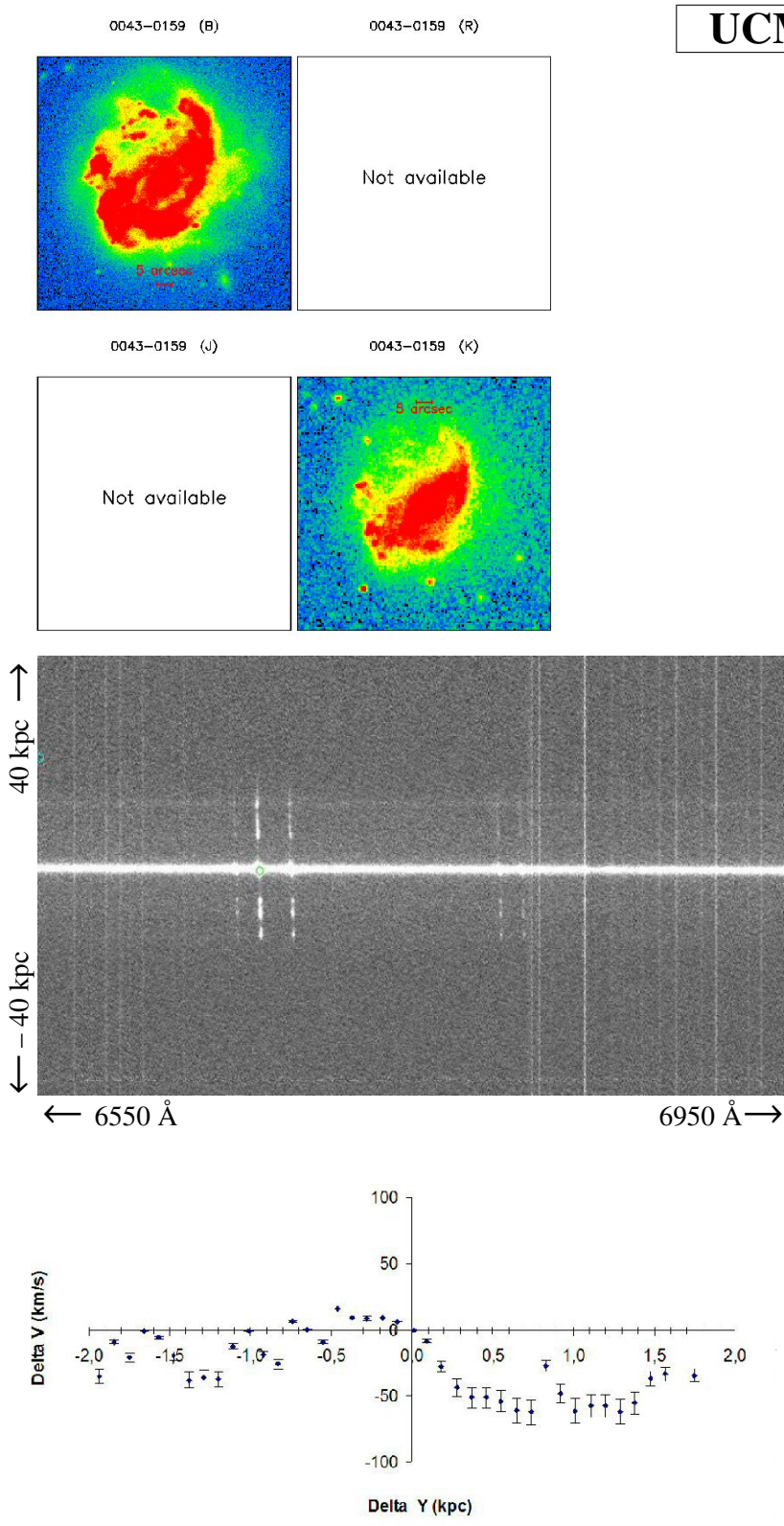
UCM 0043+0245

z	0.0312
M_B	-17.21 ± 0.05
R_e (kpc)	0.9 ± 0.1
i (°)	65.11 ± 3.26
PA (°)	73
T. morfológico	Sc+
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	57.29 ± 2.9

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.7 ± 0.12
Dinámica	8.46
Estelar	8.874 ± 0.08

Ficha 23: Galaxia UCM 0043+0245.



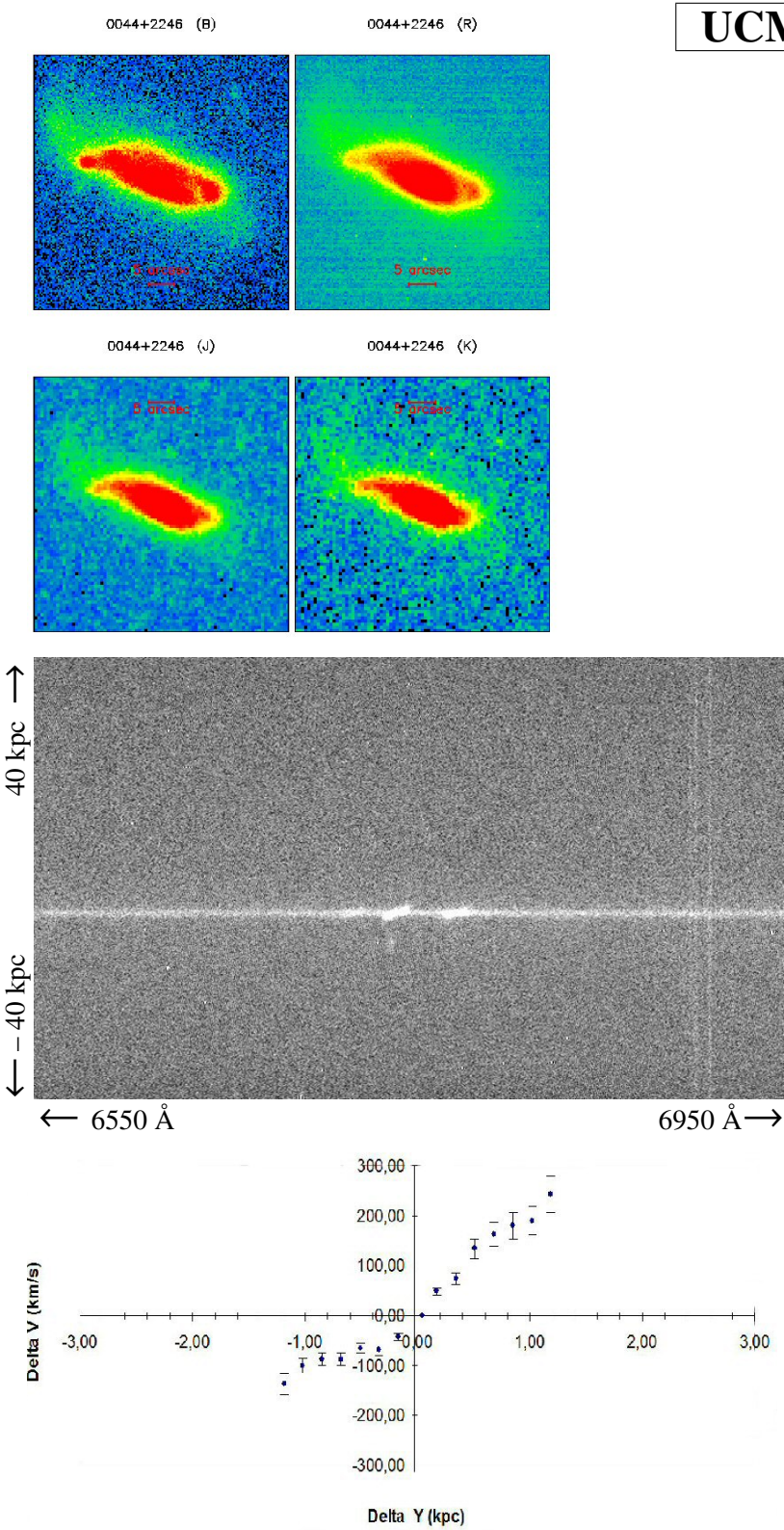
UCM 0043-0159

z	0.0307
M_B	-21.32 ± 0.06
R_e (kpc)	5.7 ± 0
i (°)	34.72 ± 1.74
PA (°)	330
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	58.24 ± 5.8

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.72 ± 0.12
Dinámica	10.69
Estelar	10.589 ± 0.177

Ficha 24: Galaxia UCM 0043-0159.



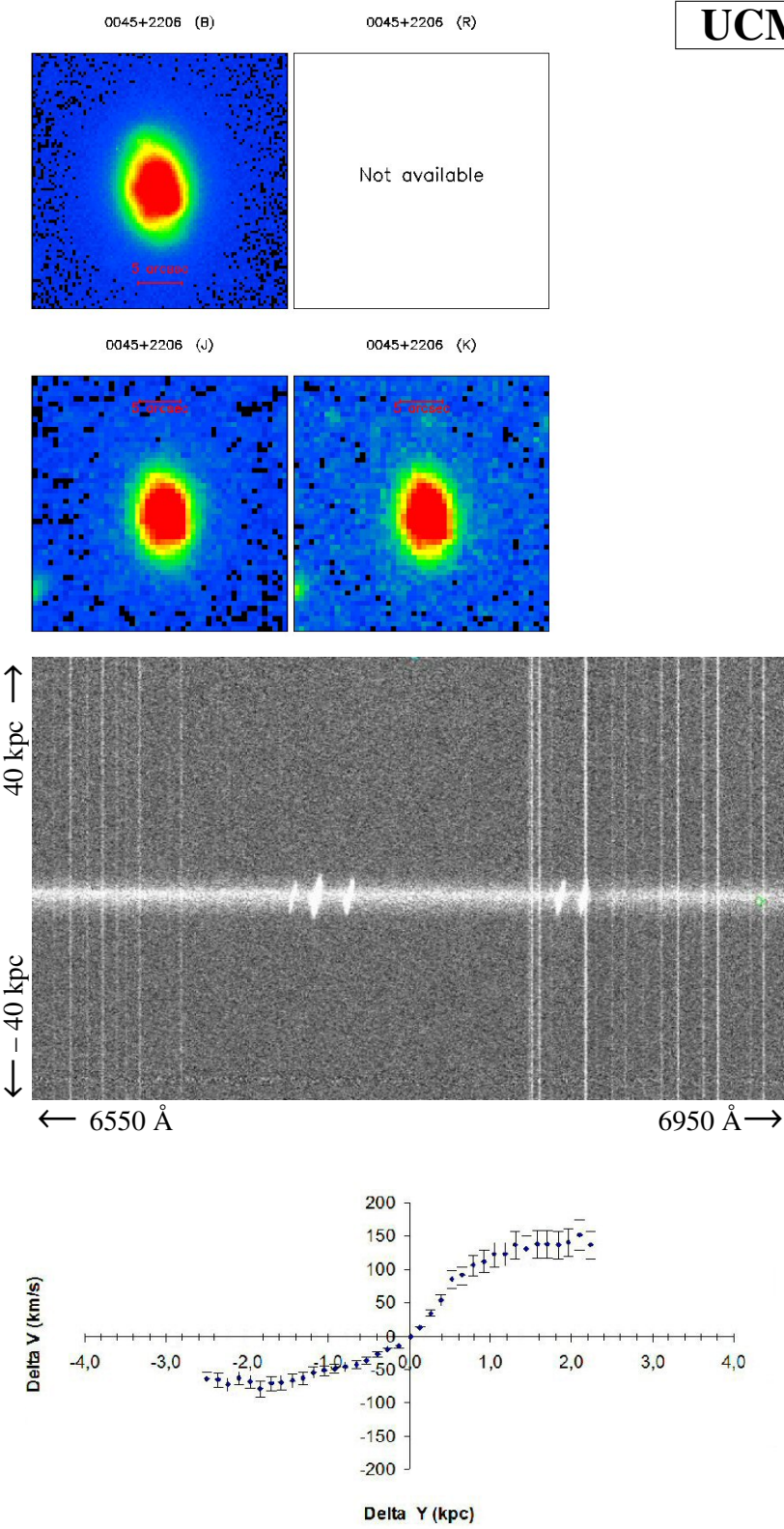
UCM 0044+2246

Magnitud r	14.90 ± 0.08
z	0.0333
M_B	-19.32 ± 0.06
R_e (kpc)	4.5 ± 0.1
i ($^\circ$)	73.81 ± 3.69
PA ($^\circ$)	65
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	103.76 ± 10.4

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.61 ± 0.16
Dinámica	10.21 ± 0.14
Estelar	10.927 ± 0.058

Ficha 25: Galaxia UCM 0044+2246.



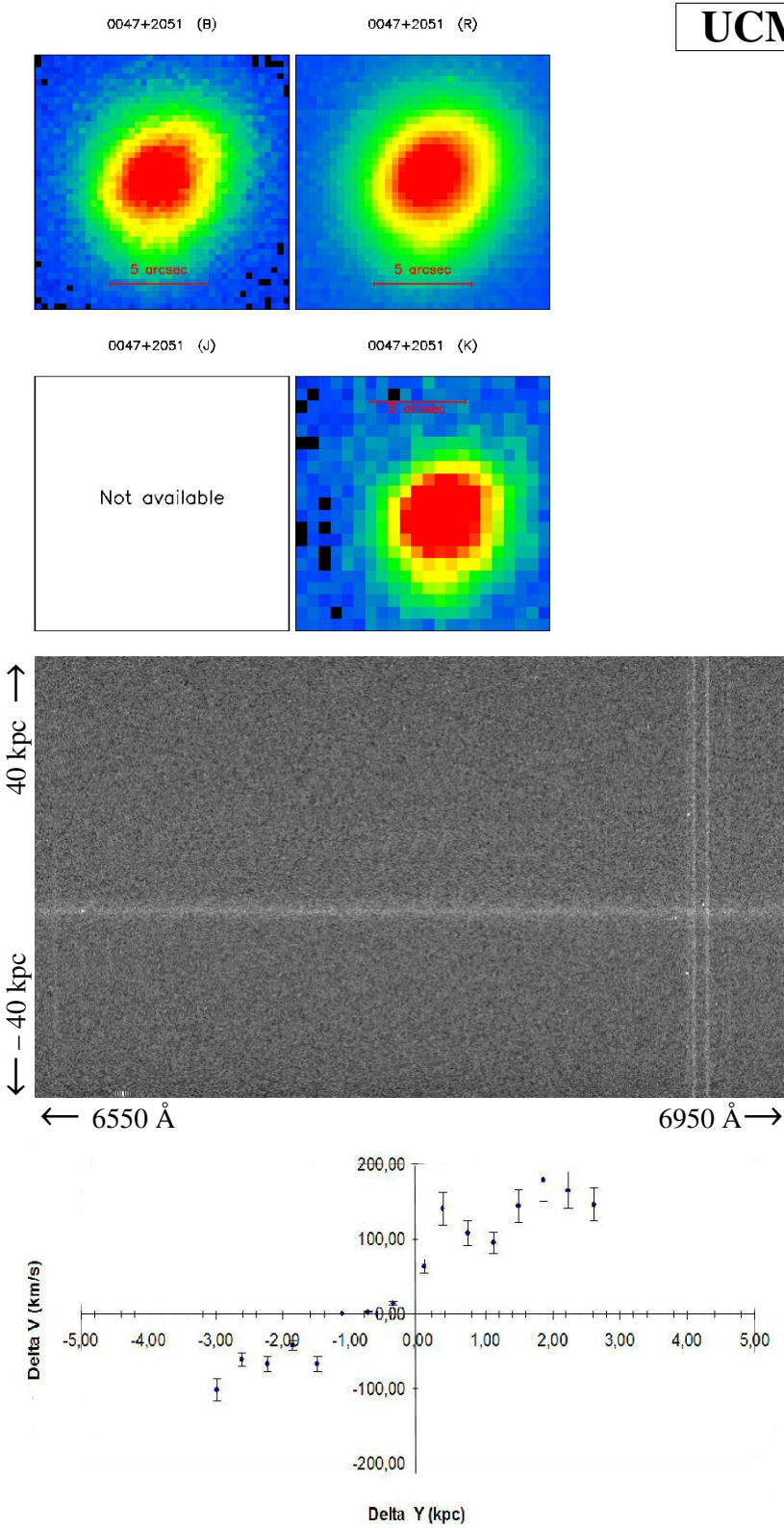
UCM 0045+2206

z	0.0299
M_B	-19.86 ± 0.06
R_e (kpc)	1.5 ± 0
i ($^\circ$)	51.52 ± 2.58
PA ($^\circ$)	6
T. morfológico	Sb
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	43.85 ± 2.2

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.47
Dinámica	9.01
Estelar	9.574 ± 0.193

Ficha 26: Galaxia UCM 0045+2206.



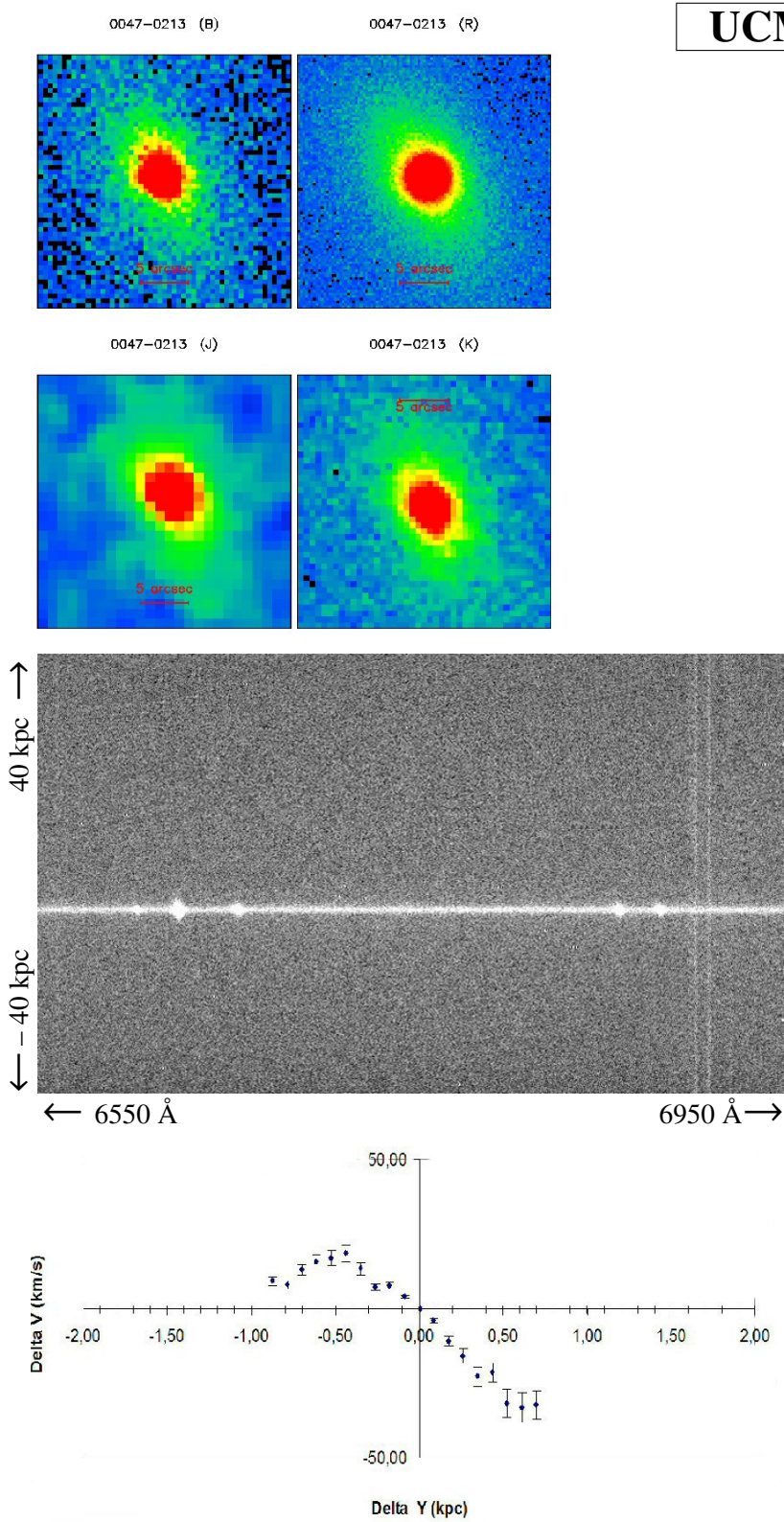
UCM 0047+2051

Magnitud r	16.14 ± 0.08
z	0.0281
M_B	-20.21 ± 0.06
R_e (kpc)	3.3 ± 0.1
i ($^\circ$)	35.49 ± 1.77
PA ($^\circ$)	135
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	52.66 ± 2.6

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.56 ± 0.11
Dinámica	10.11 ± 0.14
Estelar	10.167 ± 0.24

Ficha 27: Galaxia UCM 0047+2051.



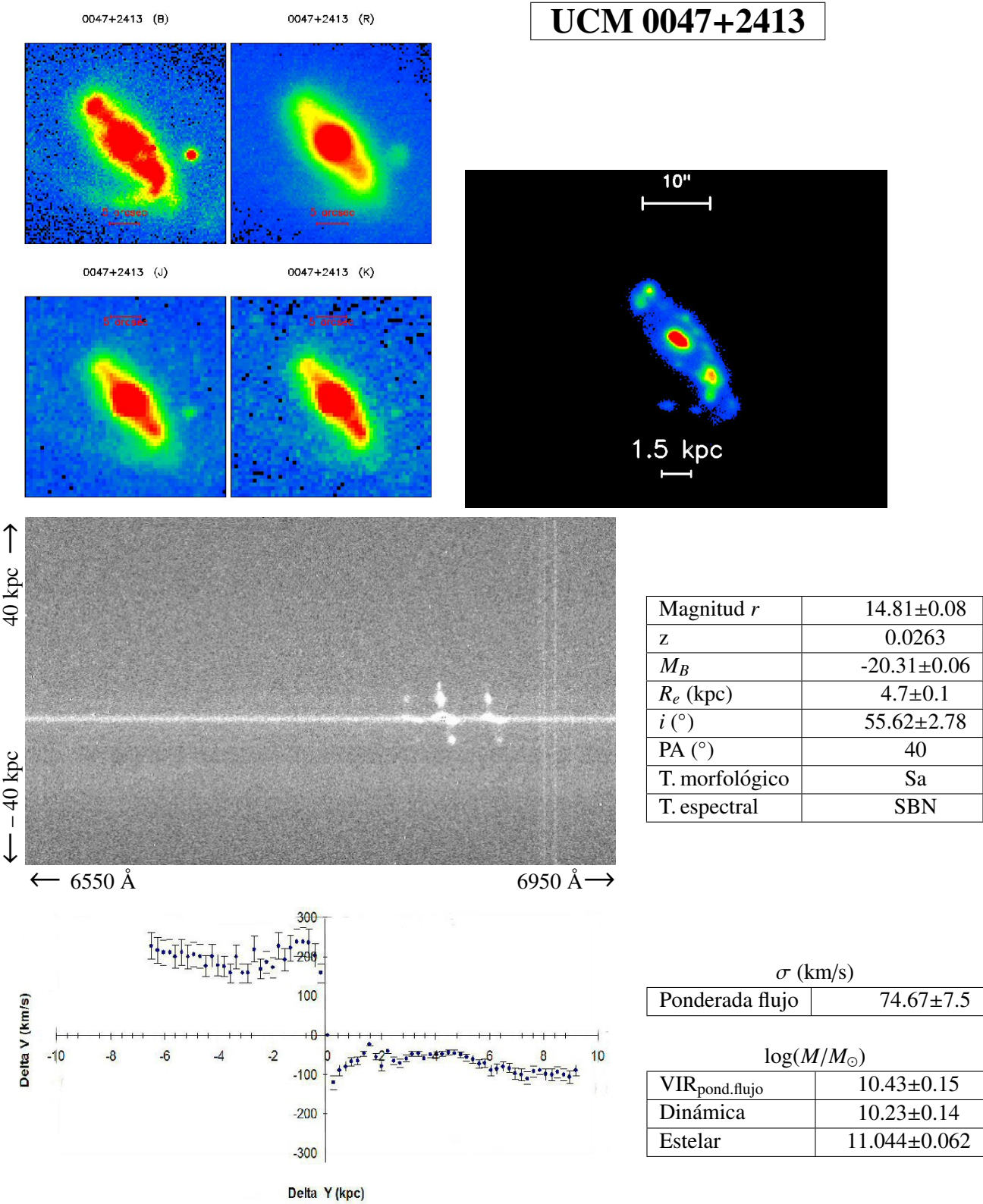
UCM 0047-0213

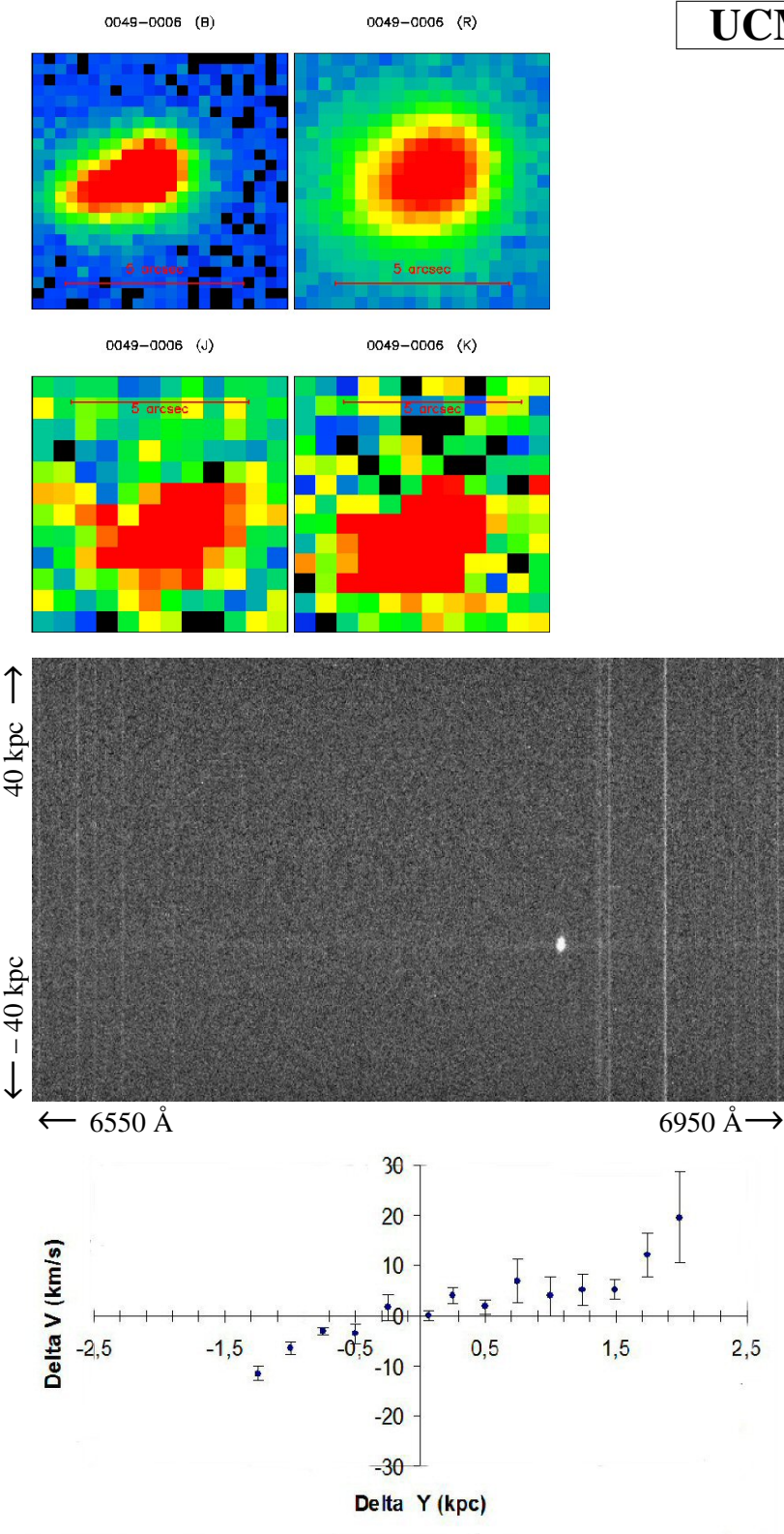
Magnitud r	14.97 ± 0.08
z	0.027
M_B	-18.44 ± 0.05
R_e (kpc)	1.1 ± 0
i ($^\circ$)	63.38 ± 3.17
PA ($^\circ$)	40
T. morfológico	S0
T. espectral	DHIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	36.48 ± 1.8

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.24 ± 0.1
Dinámica	8.23 ± 0.05
Estelar	9.807 ± 0.244

Ficha 28: Galaxia UCM 0047-0213.





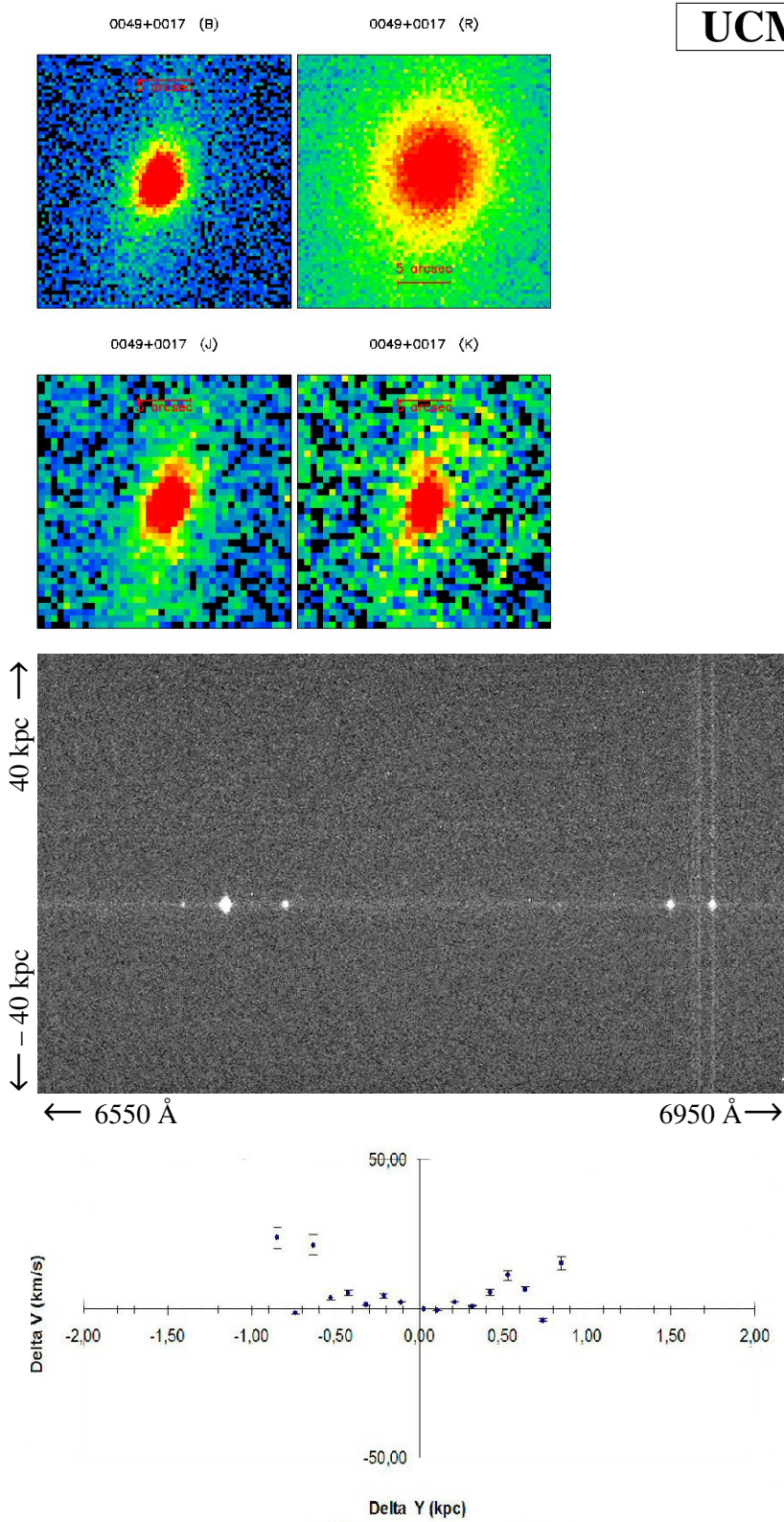
UCM 0049-0006

Magnitud r	18.52 ± 0.09
z	0.0364
M_B	-17.53 ± 0.05
R_e (kpc)	1 ± 0.1
i ($^\circ$)	45.31 ± 2.27
PA ($^\circ$)	285
T. morfológico	BCD
T. espectral	BCD

σ (km/s)	
Ponderada flujo	25.99 ± 2.6

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.02 ± 0.09
Estelar	8.792 ± 0.108

Ficha 30: Galaxia UCM 0049-0006.



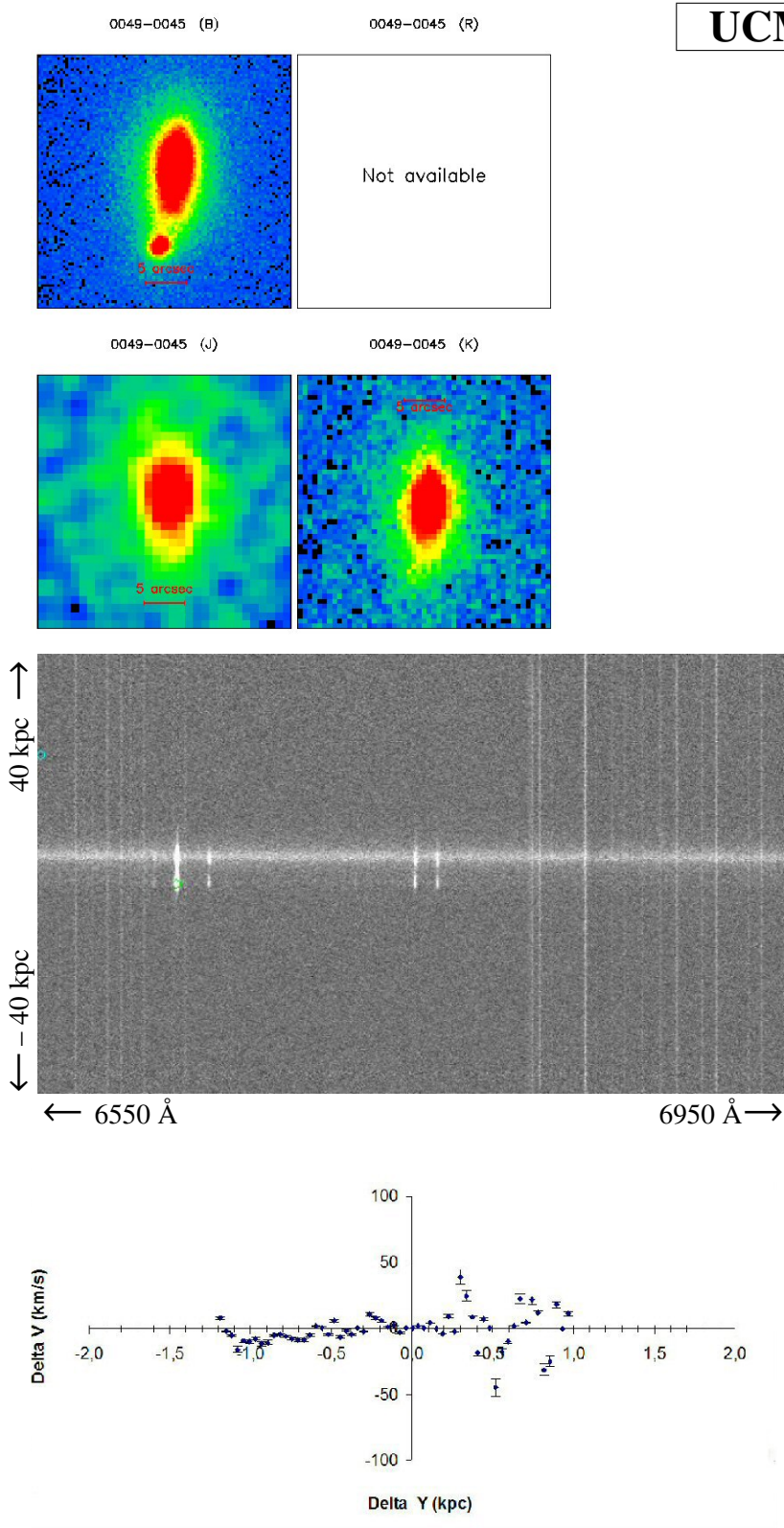
UCM 0049+0017

Magnitud r	16.69 ± 0.09
z	0.032
M_B	-16.82 ± 0.05
R_e (kpc)	1.1 ± 0
i ($^\circ$)	53.62 ± 2.68
PA ($^\circ$)	340
T. morfológico	Sb
T. espectral	DHIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	26.34 ± 1.3

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.21 ± 0.1
Dinámica	7.66 ± 0.02
Estelar	8.739 ± 0.075

Ficha 31: Galaxia UCM 0049+0017.



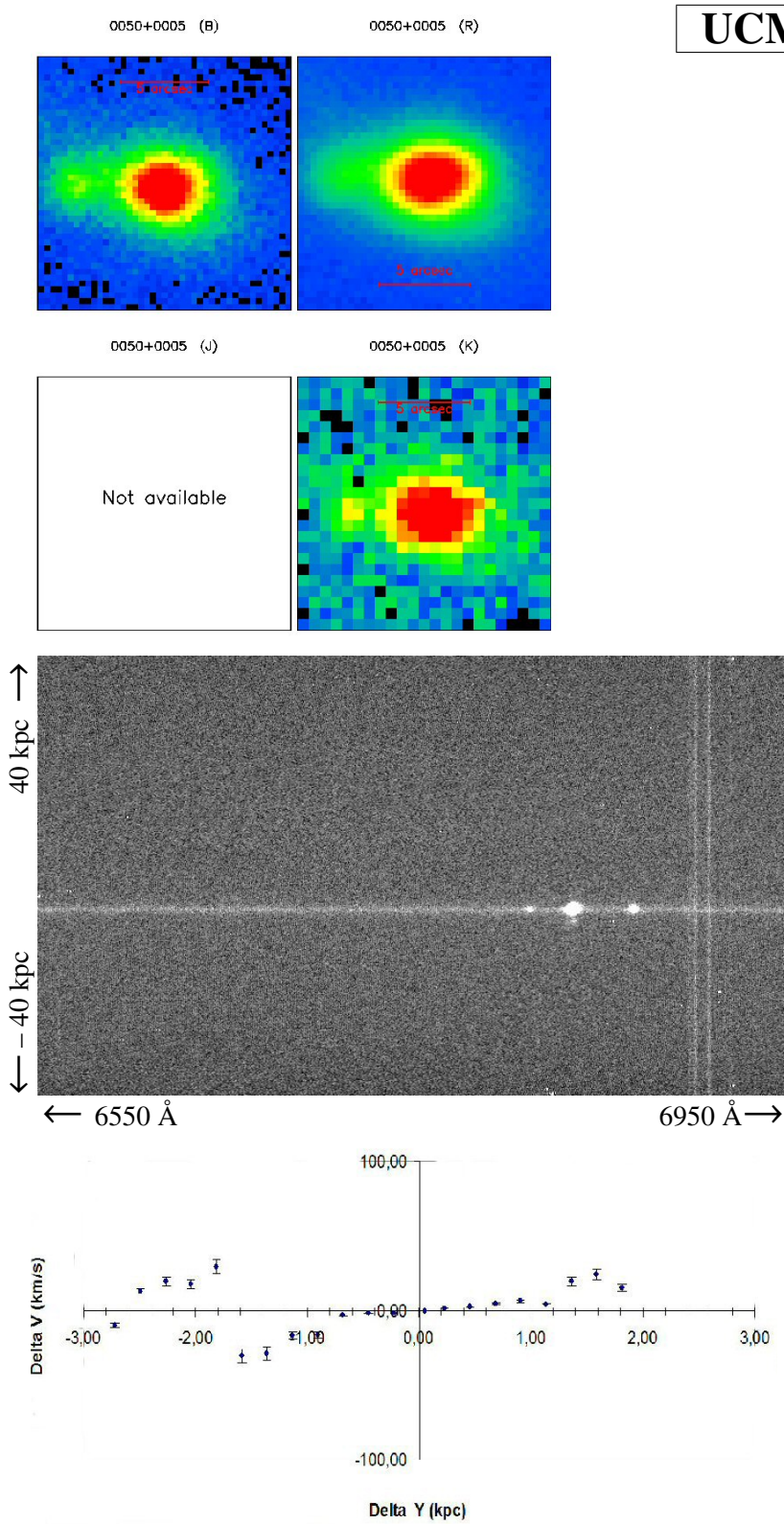
UCM 0049-0045

z	0.0374
M_B	-16.7 ± 0.05
R_e (kpc)	0.6 ± 0
i (°)	56.11 ± 2.81
PA (°)	353
T. morfológico	Sb
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	35.01 ± 1.8

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.27 ± 0.1
Dinámica	7.41
Estelar	9.007 ± 0.086

Ficha 32: Galaxia UCM 0049-0045.



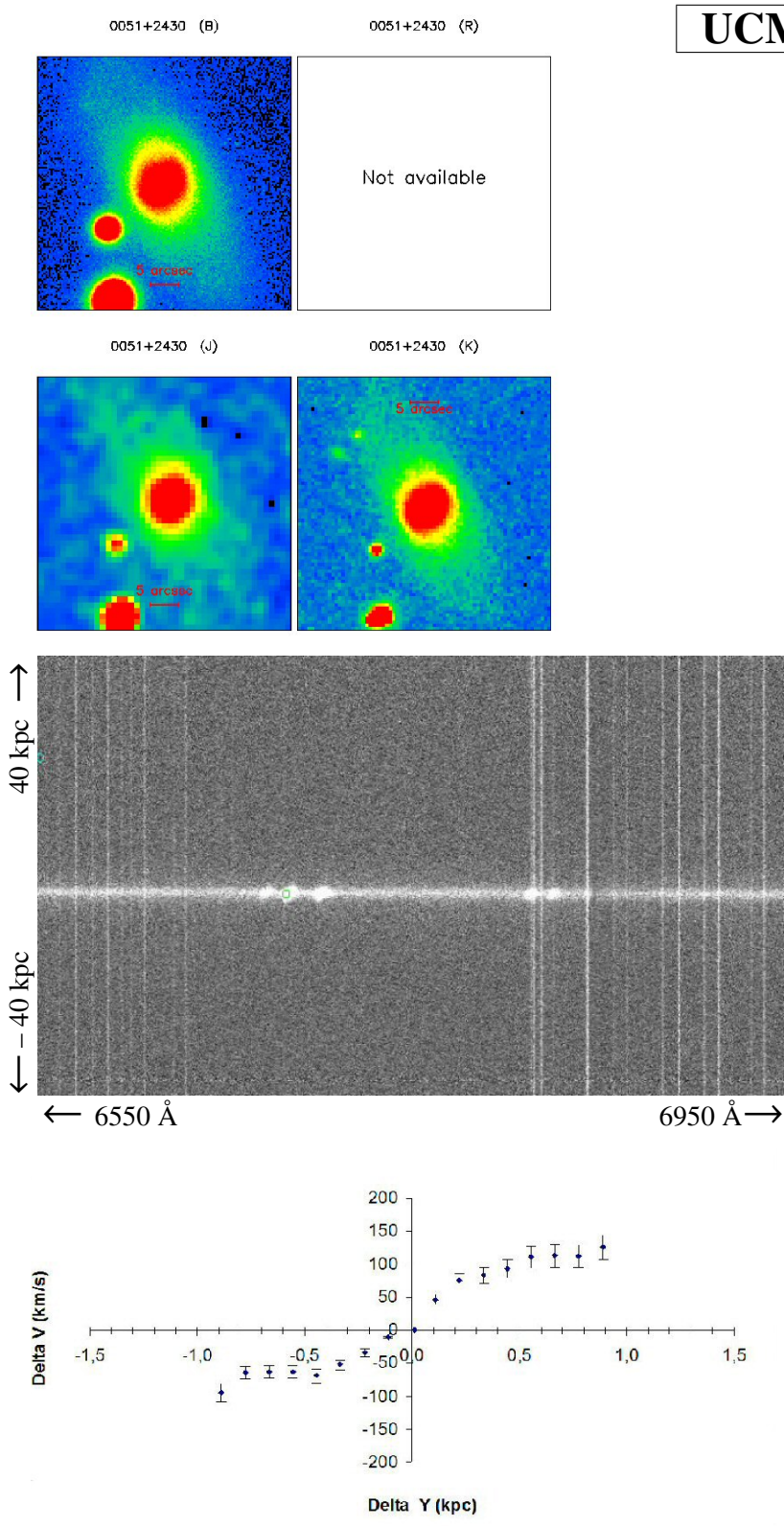
UCM 0050+0005

Magnitud r	16.03 ± 0.08
z	0.0174
M_B	-19.48 ± 0.06
R_e (kpc)	2.2 ± 0.1
i ($^\circ$)	55.65 ± 2.78
PA ($^\circ$)	55
T. morfológico	Sa
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	38.18 ± 1.9

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.56 ± 0.11
Dinámica	8.34 ± 0.05
Estelar	9.748 ± 0.075

Ficha 33: Galaxia UCM 0050+0005.



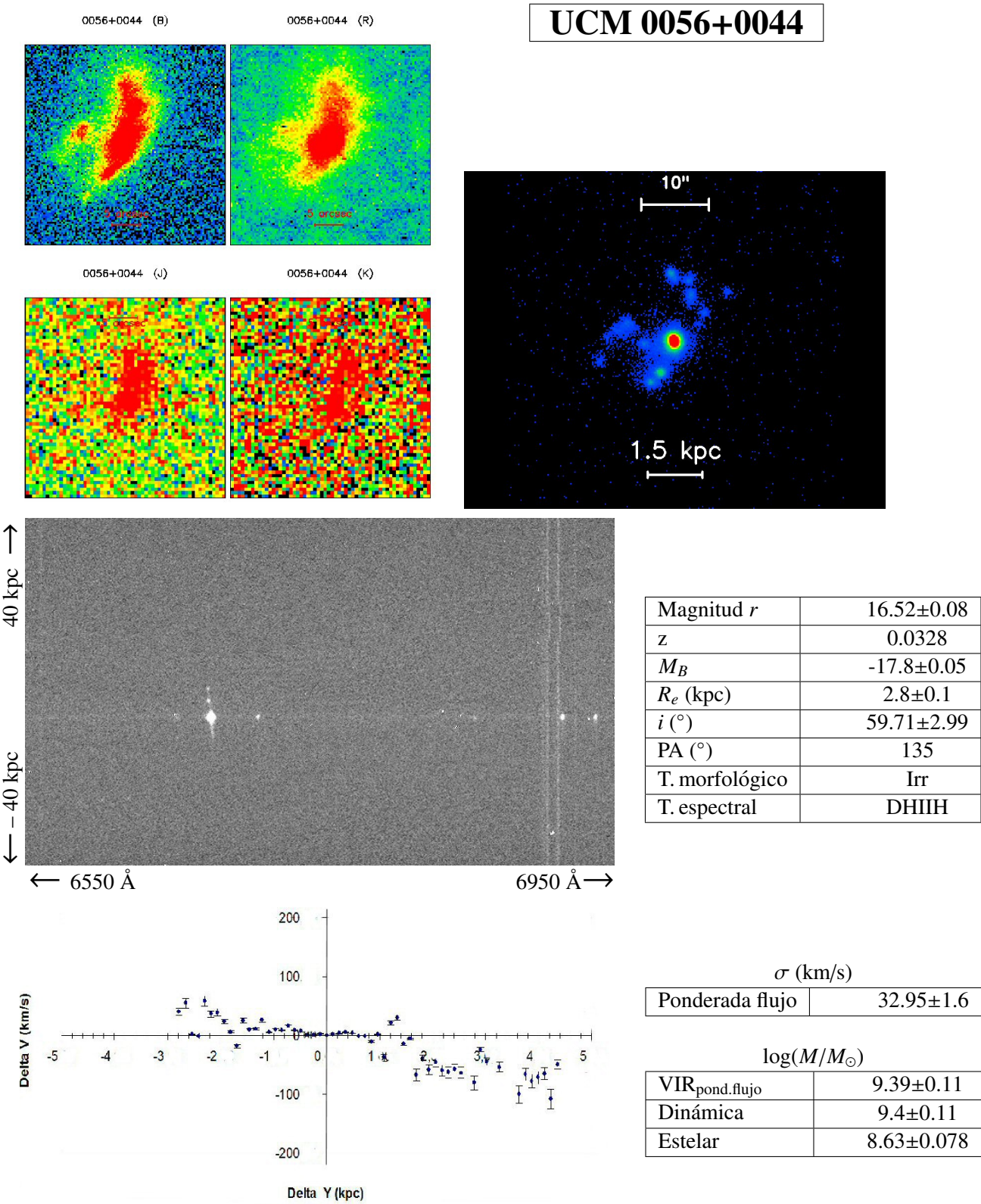
UCM 0051+2430

z	0.0352
M_B	-19.17 ± 0.06
R_e (kpc)	2.9 ± 0.1
i ($^\circ$)	80.98 ± 4.05
PA ($^\circ$)	25
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN

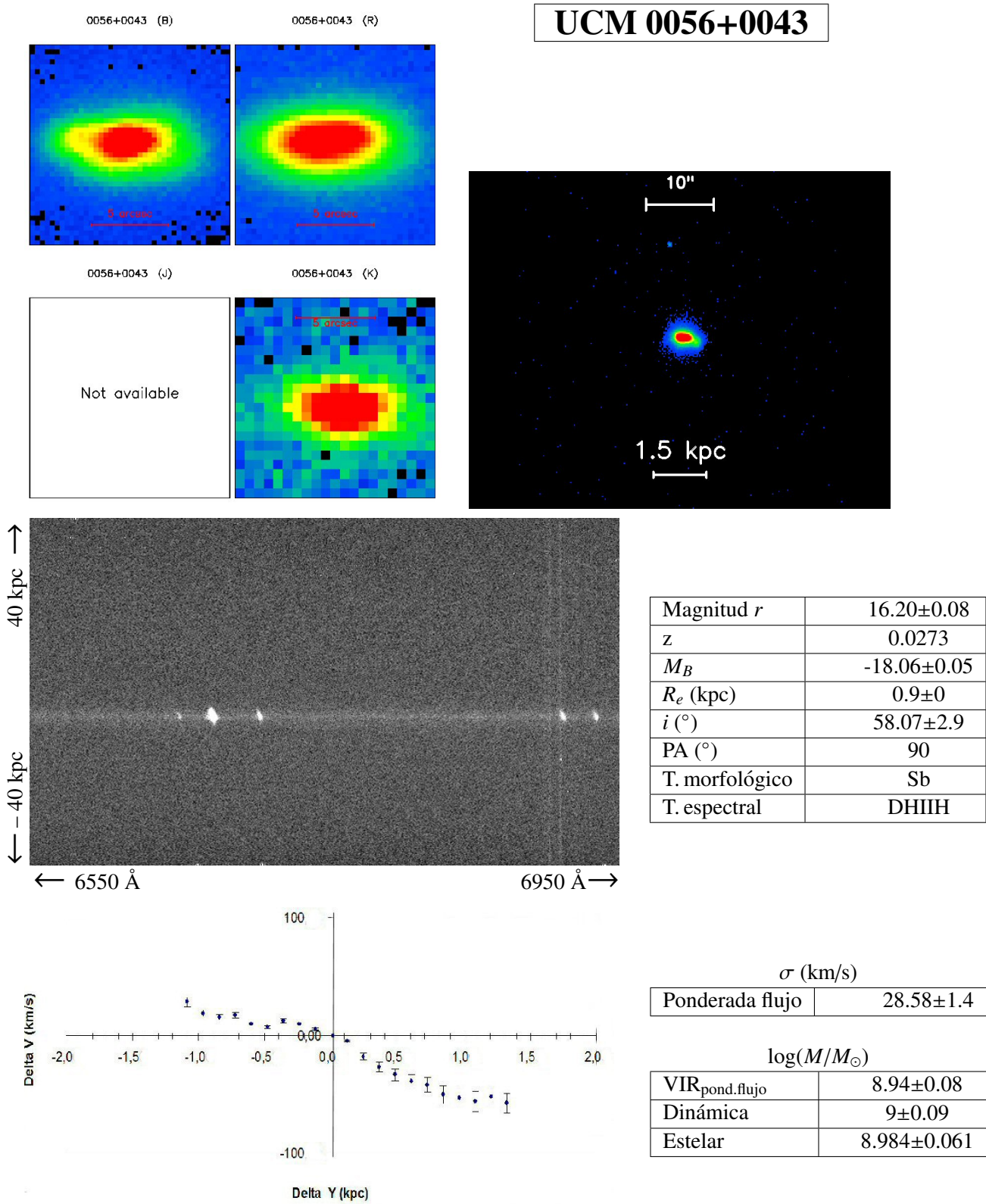
σ (km/s)	
Ponderada flujo	121.27 ± 12.1

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.35 ± 0.15
Dinámica	9.51
Estelar	10.711 ± 0.068

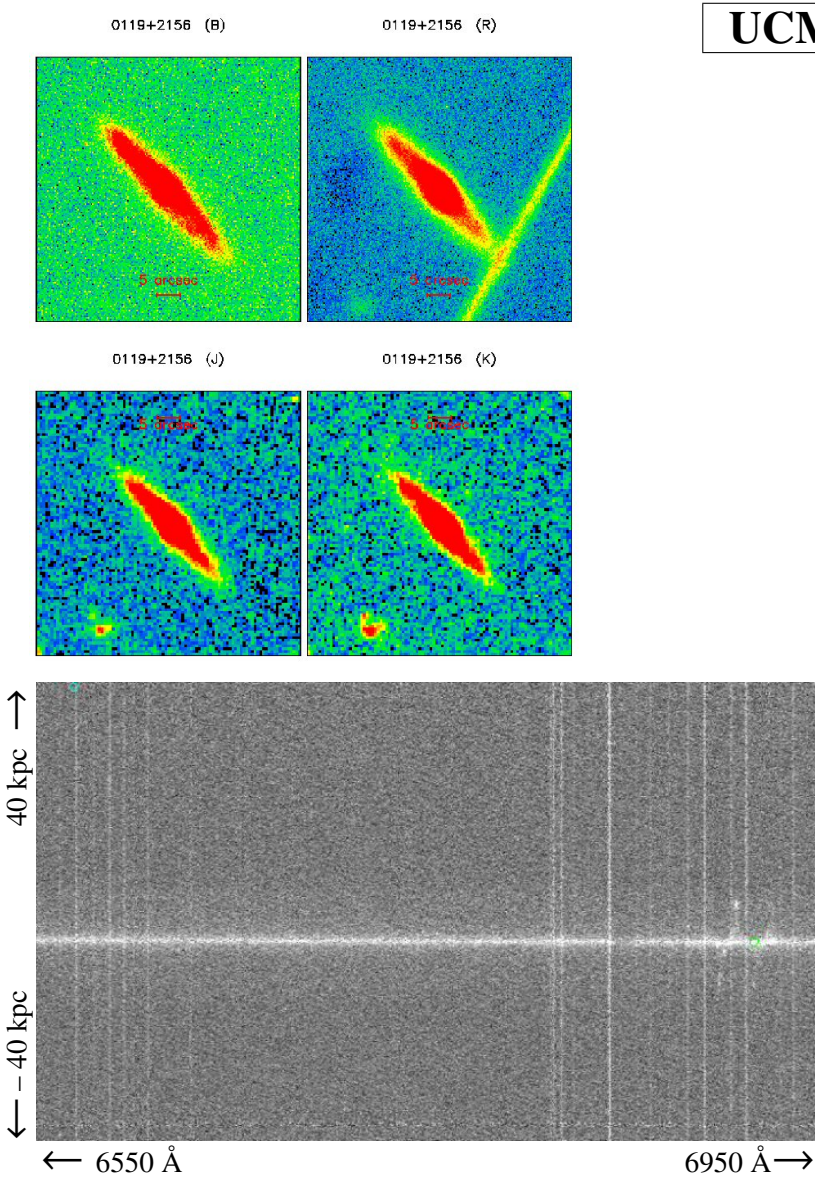
Ficha 34: Galaxia UCM 0051+2430.



Ficha 35: Galaxia UCM 0056+0044.

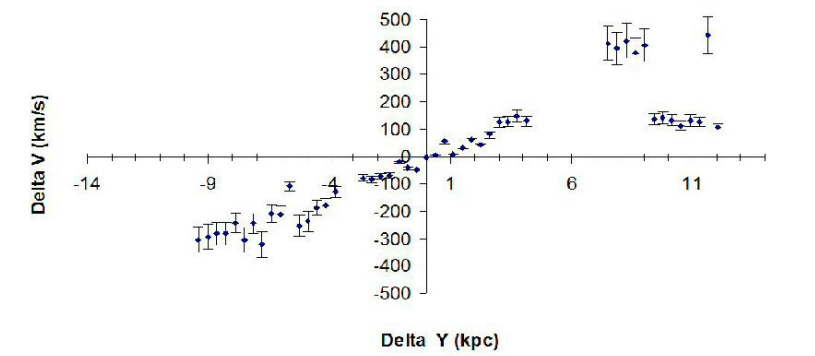


Ficha 36: Galaxia UCM 0056+0043.



UCM 0119+2156

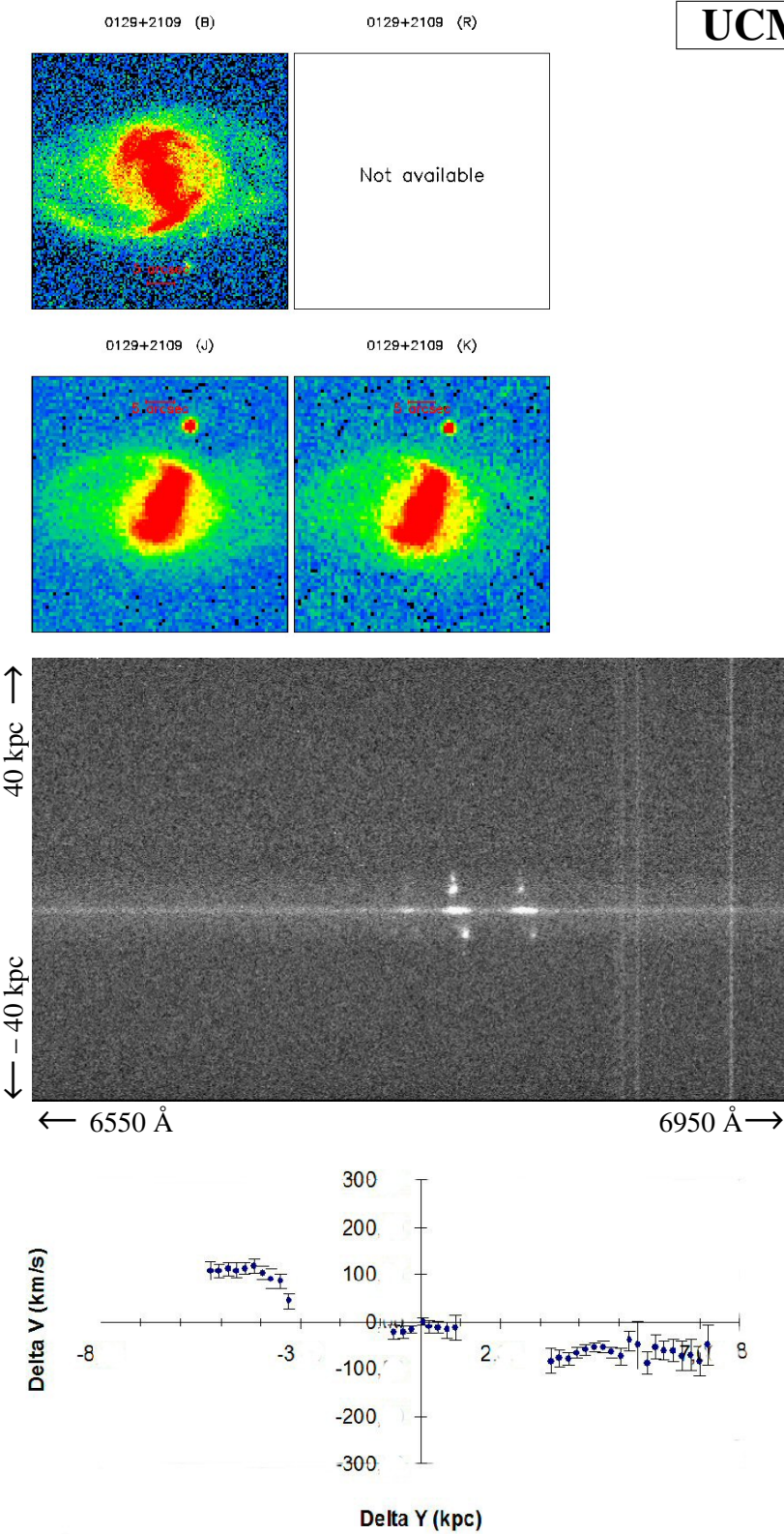
Magnitud r	15.46 ± 0.08
z	0.019
M_B	-20.65 ± 0.06
R_e (kpc)	7.3 ± 0.5
i (°)	81.41 ± 4.07
PA (°)	42
T. morfológico	Sb
T. espectral	Sy2



σ (km/s)	
Ponderada flujo	115.24 ± 11.5

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.91 ± 0.17
Dinámica	10.49
Estelar	11.325 ± 0.069

Ficha 37: Galaxia UCM 0119+2156.



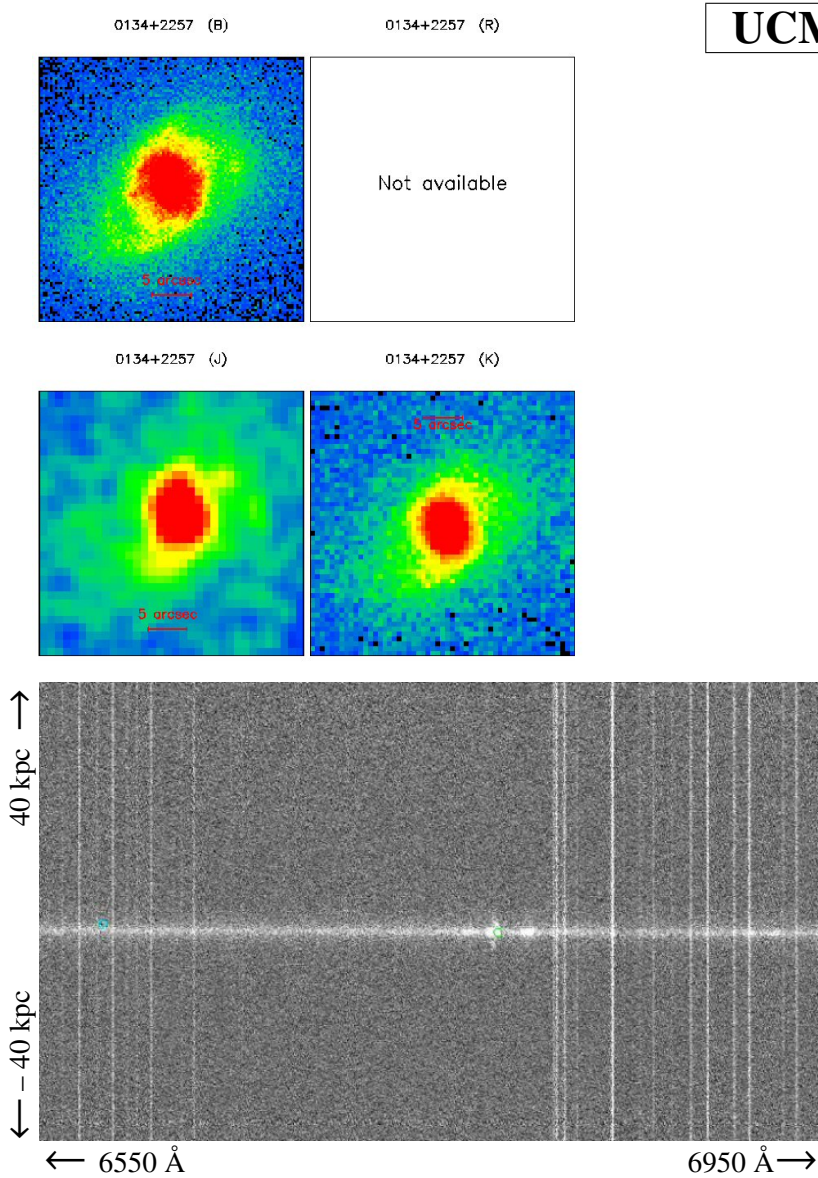
UCM 0129+2109

z	0.0352
M_B	-21.14 ± 0.06
R_e (kpc)	5.9 ± 0.1
i (°)	70.03 ± 3.5
PA (°)	335
T. morfológico	SBc+
T. espectral	LINER

σ (km/s)	
Ponderada flujo	72.35 ± 7.2

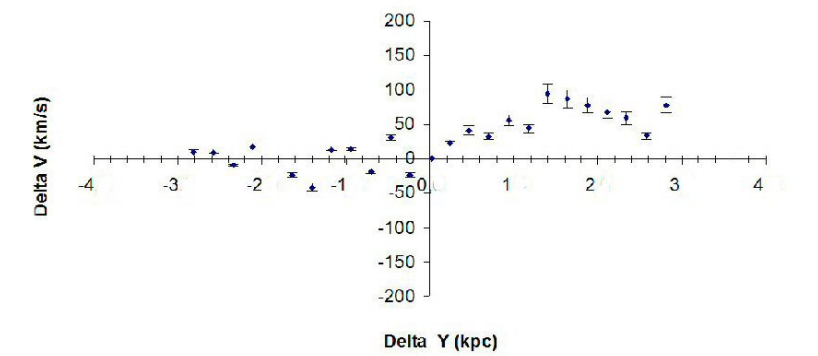
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.56 ± 0.16
Dinámica	9.61 ± 0.12
Estelar	10.804 ± 0.058

Ficha 38: Galaxia UCM 0129+2109.



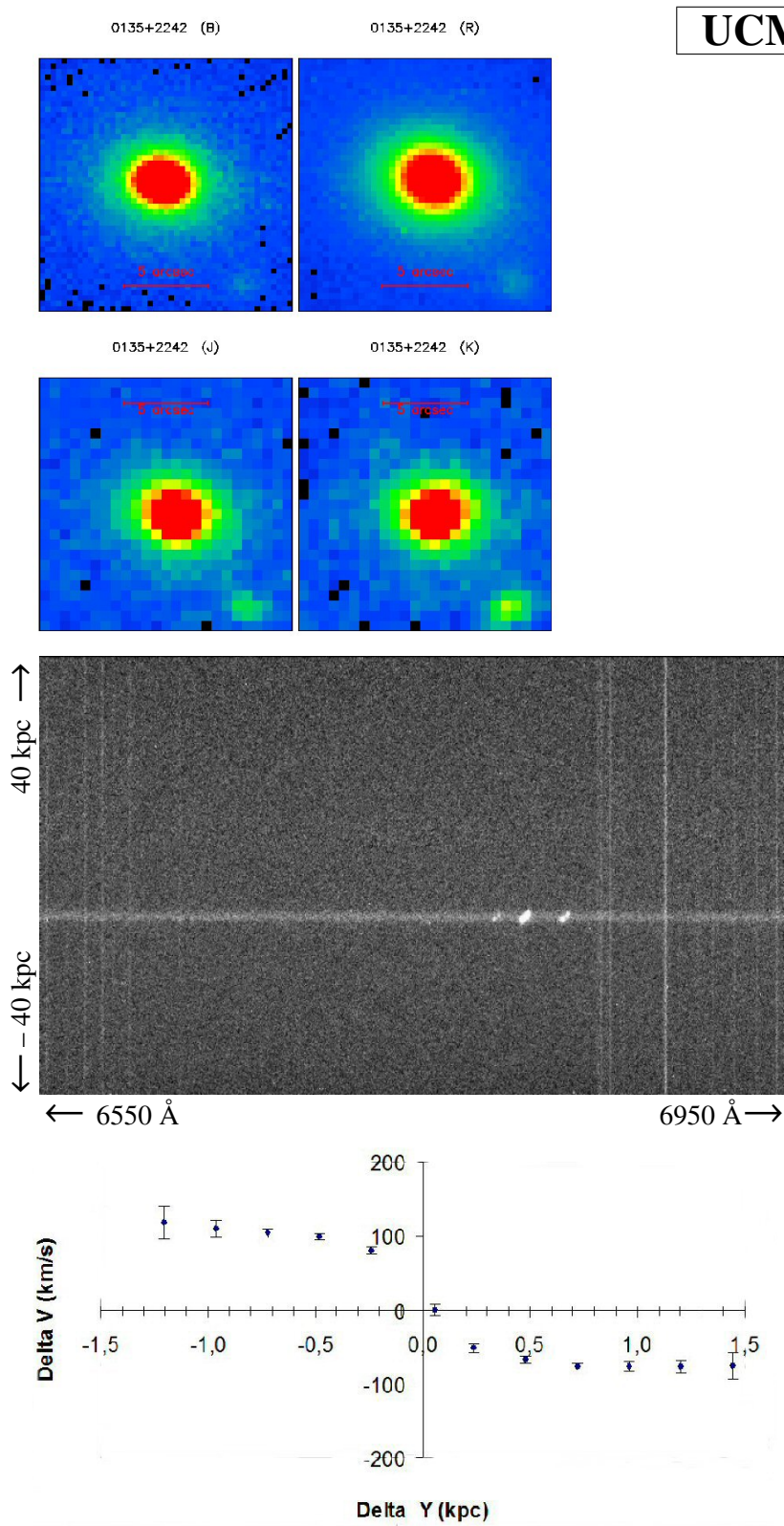
UCM 0134+2257

z	0.0367
M_B	-20.41 ± 0.06
R_e (kpc)	5.4 ± 0.2
i (°)	55.82 ± 2.79
PA (°)	23
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN



σ (km/s)	
Ponderada flujo	154.01 ± 15.4

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.56 ± 0.16
Dinámica	9.6
Estelar	11.082 ± 0.059



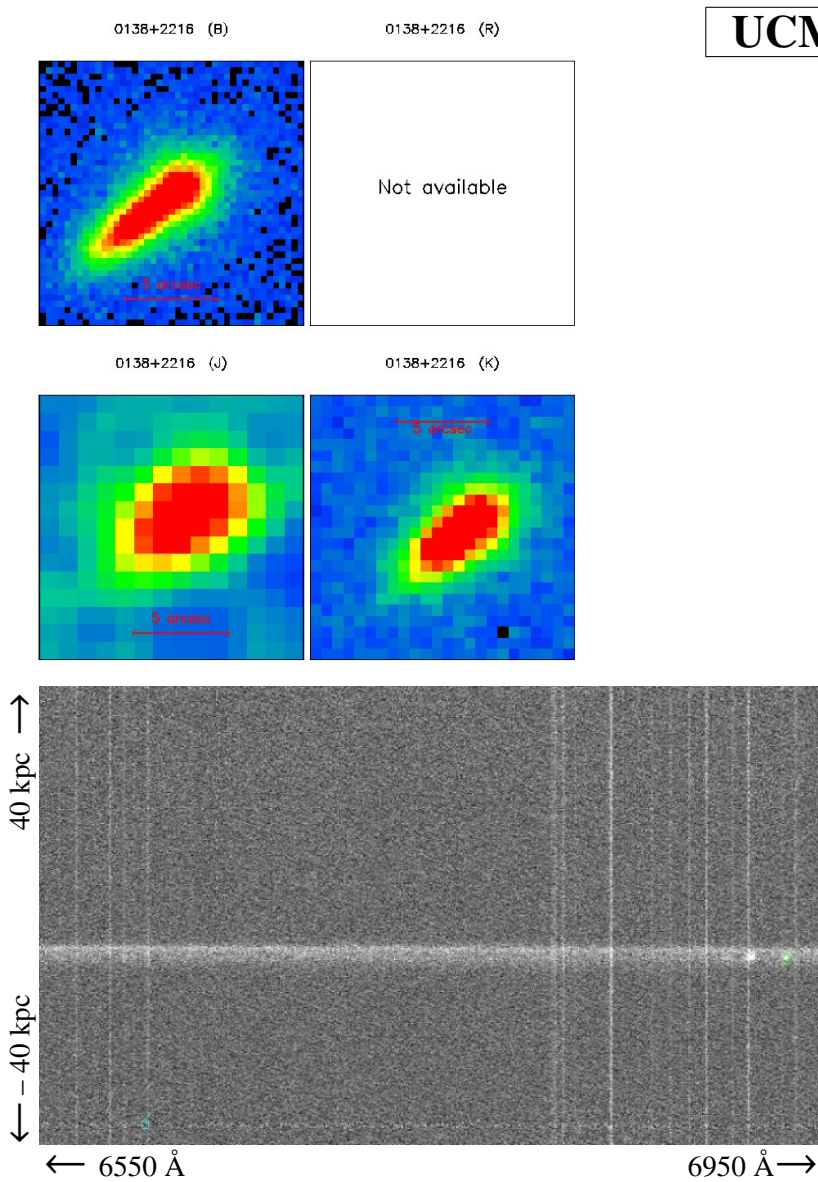
UCM 0135+2242

Magnitud r	16.26 ± 0.08
z	0.0173
M_B	-19.39 ± 0.06
R_e (kpc)	2.1 ± 0.1
i ($^\circ$)	38.8 ± 1.94
PA ($^\circ$)	55
T. morfológico	S0
T. espectral	DANS

σ (km/s)	
Ponderada flujo	35.27 ± 3.5

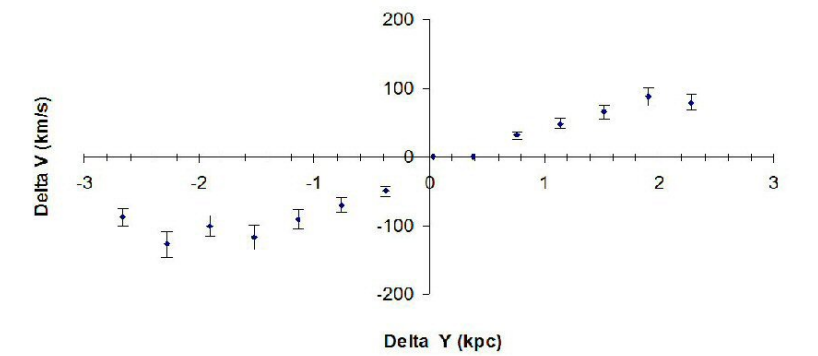
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.42 ± 0.11
Dinámica	9.59 ± 0.12
Estelar	9.755 ± 0.297

Ficha 40: Galaxia UCM 0135+2242.



UCM 0138+2216

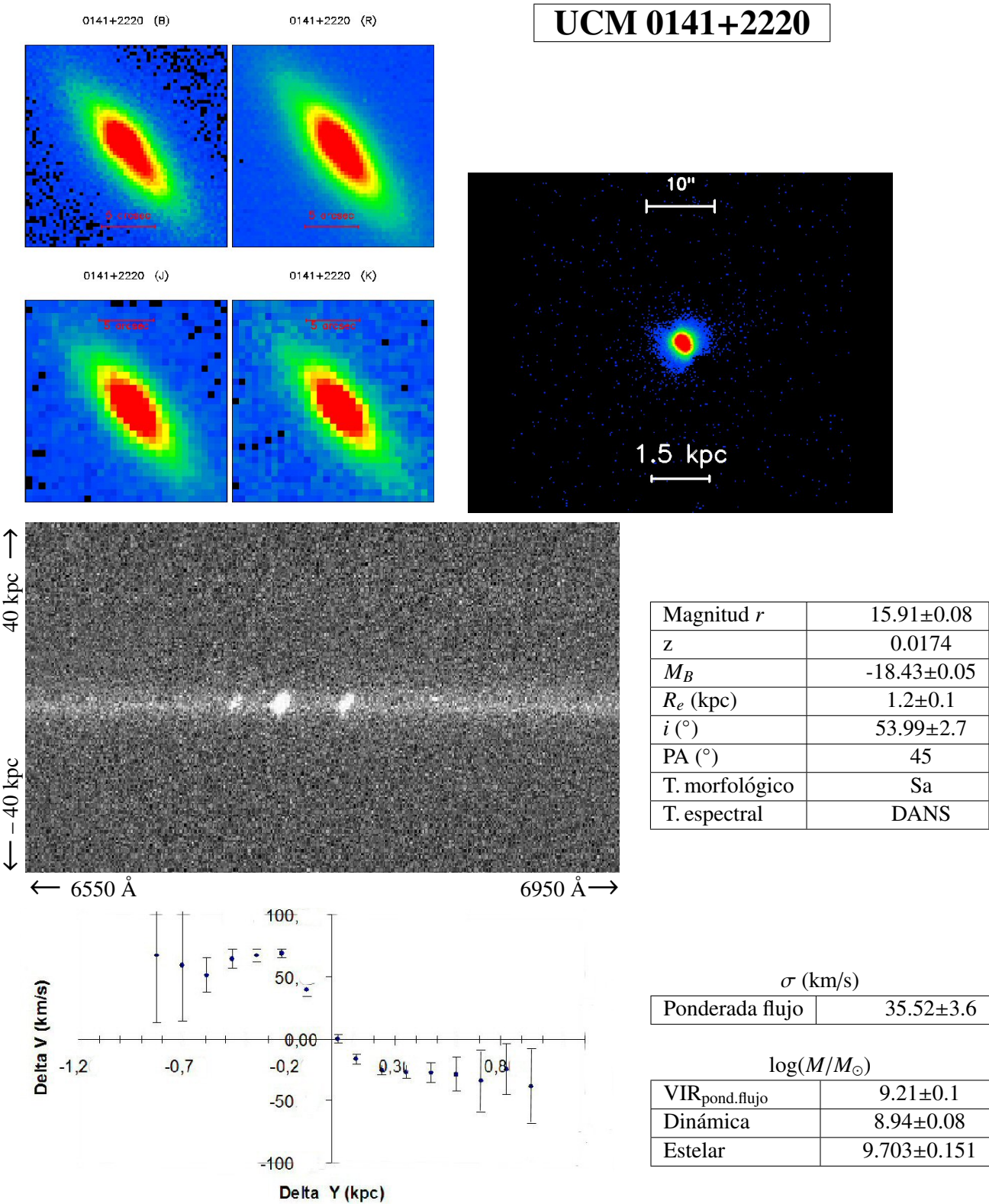
z	0.0363
M_B	-19.92 ± 0.06
R_e (kpc)	2.9 ± 0.1
i ($^\circ$)	35.55 ± 1.78
PA ($^\circ$)	307
T. morfológico	Sc+
T. espectral	Sburst

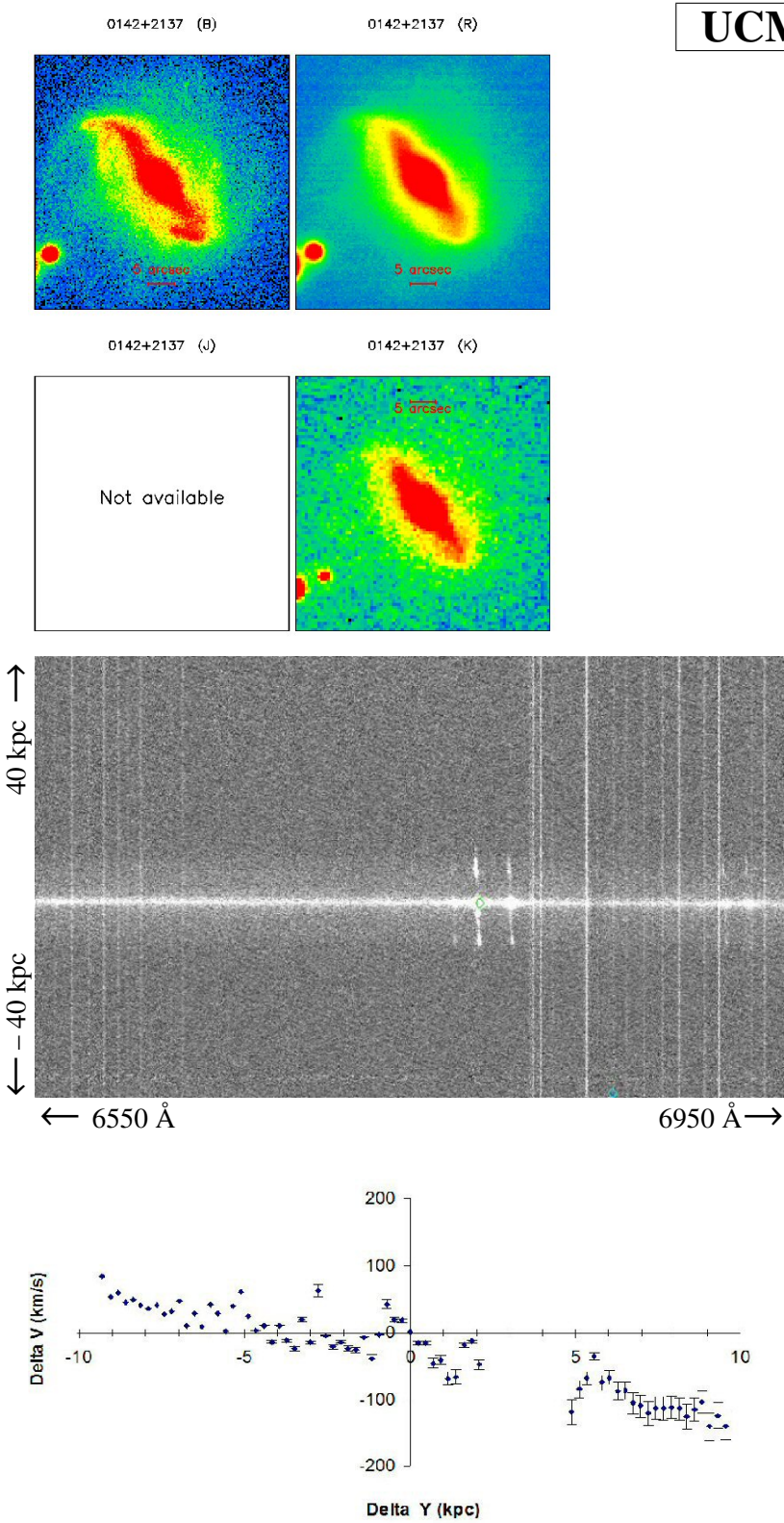


σ (km/s)	
Ponderada flujo	124.67 ± 12.5

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.34 ± 0.15
Dinámica	9.52
Estelar	10.737 ± 0.104

Ficha 41: Galaxia UCM 0138+2216.





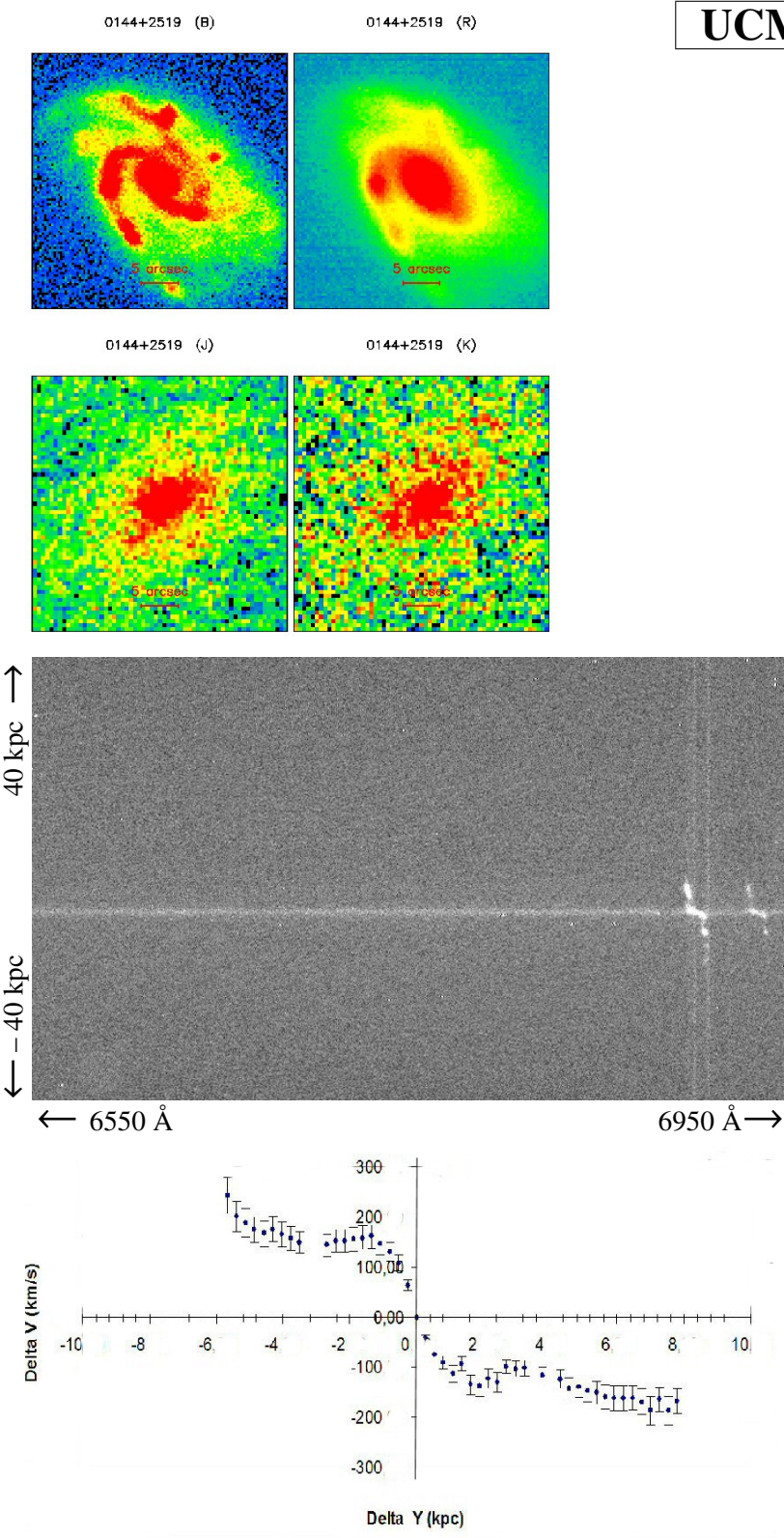
UCM 0142+2137

Magnitud <i>r</i>	14.25±0.07
<i>z</i>	0.0323
<i>M_B</i>	-21.11±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	7.6±0.1
<i>i</i> (°)	36.23±1.81
PA (°)	35
T. morfológico	SBb
T. espectral	Sy2

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	95.65±9.6

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	10.85±0.17
Dinámica	10.64
Estelar	11.278±0.058

Ficha 43: Galaxia UCM 0142+2137.



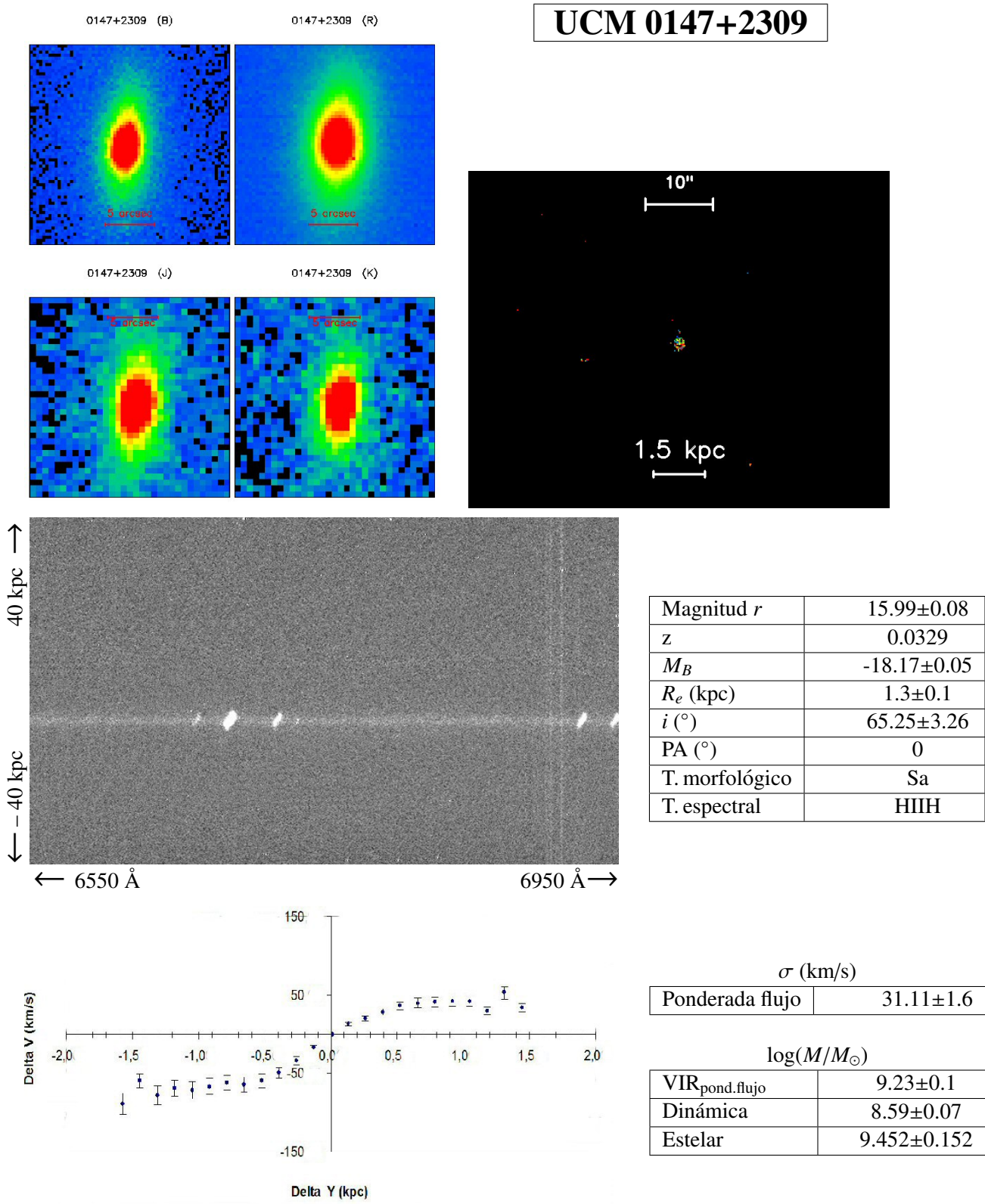
UCM 0144+2519

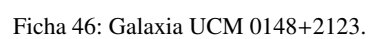
Magnitud r	14.98 ± 0.08
z	0.0103
M_B	-21.27 ± 0.06
R_e (kpc)	6.5 ± 0.1
i ($^\circ$)	52.94 ± 2.65
PA ($^\circ$)	45
T. morfológico	SBc+
T. espectral	SBN

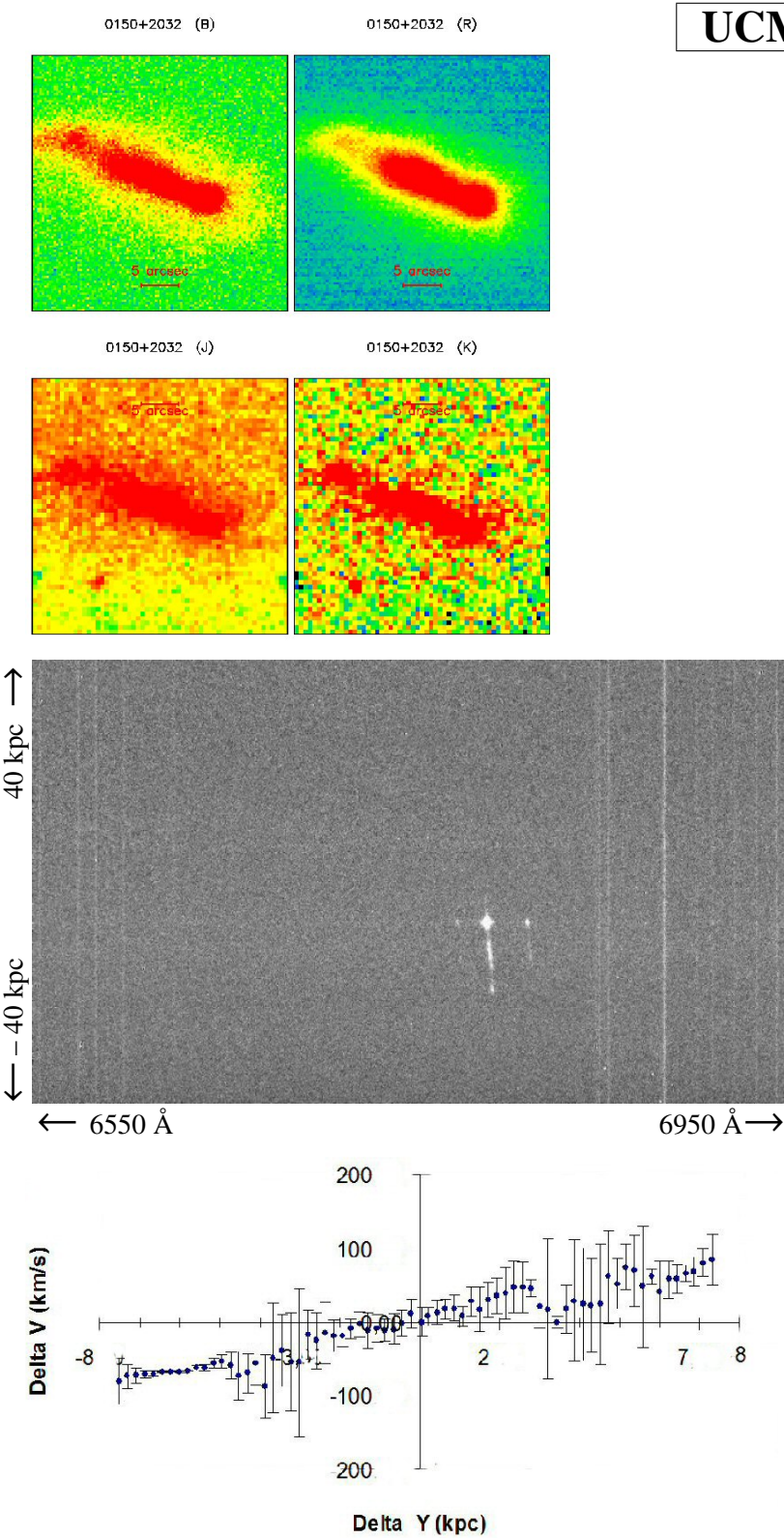
σ (km/s)	
Ponderada flujo	53.35 ± 5.3

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.32 ± 0.15
Dinámica	10.71 ± 0.16
Estelar	10.597 ± 0.053

Ficha 44: Galaxia UCM 0144+2519.







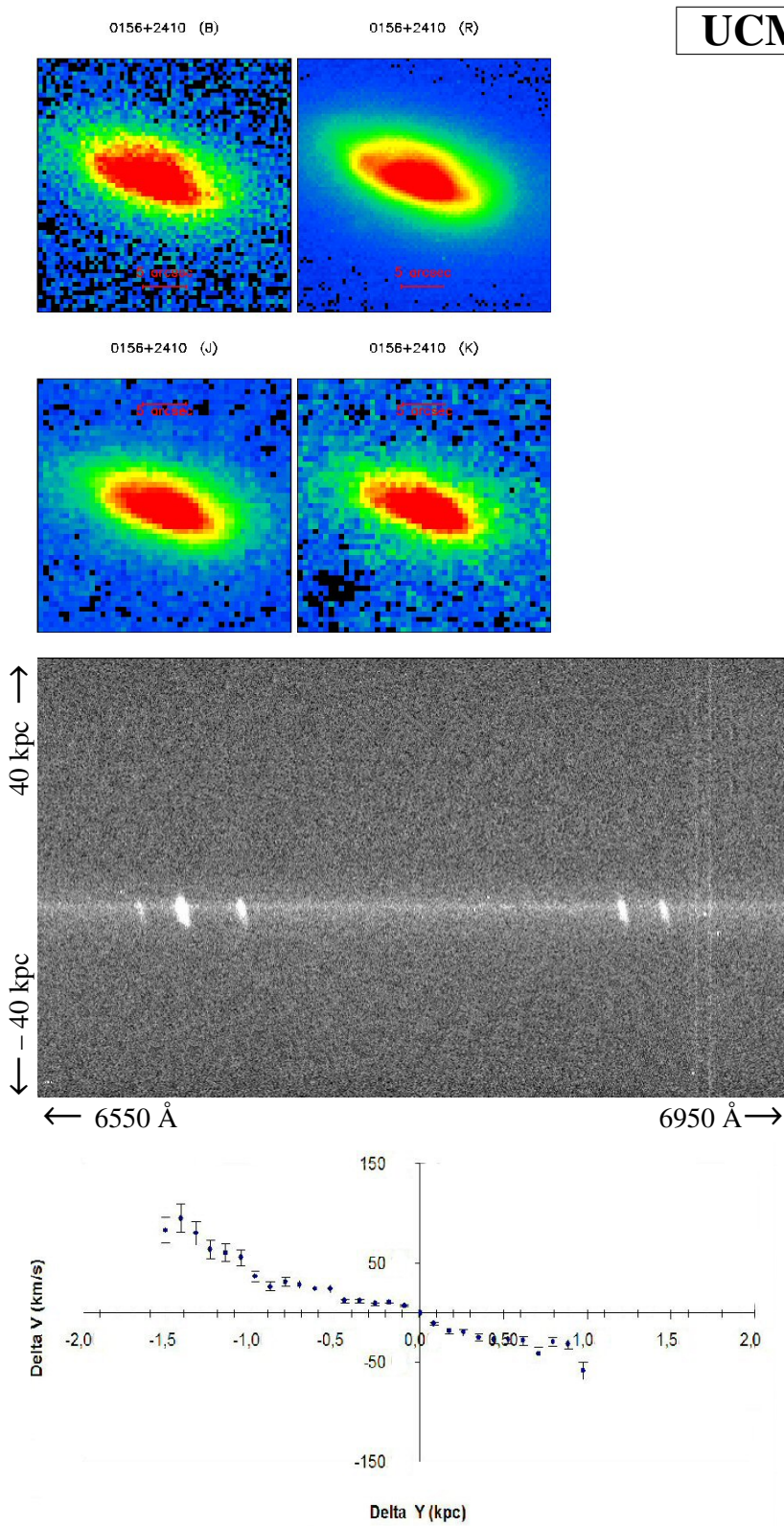
UCM 0150+2032

Magnitud <i>r</i>	16.19±0.08
<i>z</i>	0.0277
<i>M_B</i>	-19.62±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	4.1±0.2
<i>i</i> (°)	54.31±2.72
PA (°)	65
T. morfológico	Sc+
T. espectral	IIIIH

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	30.73±1.5

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	9.63±0.12
Estelar	9.784±0.193

Ficha 47: Galaxia UCM 0150+2032.



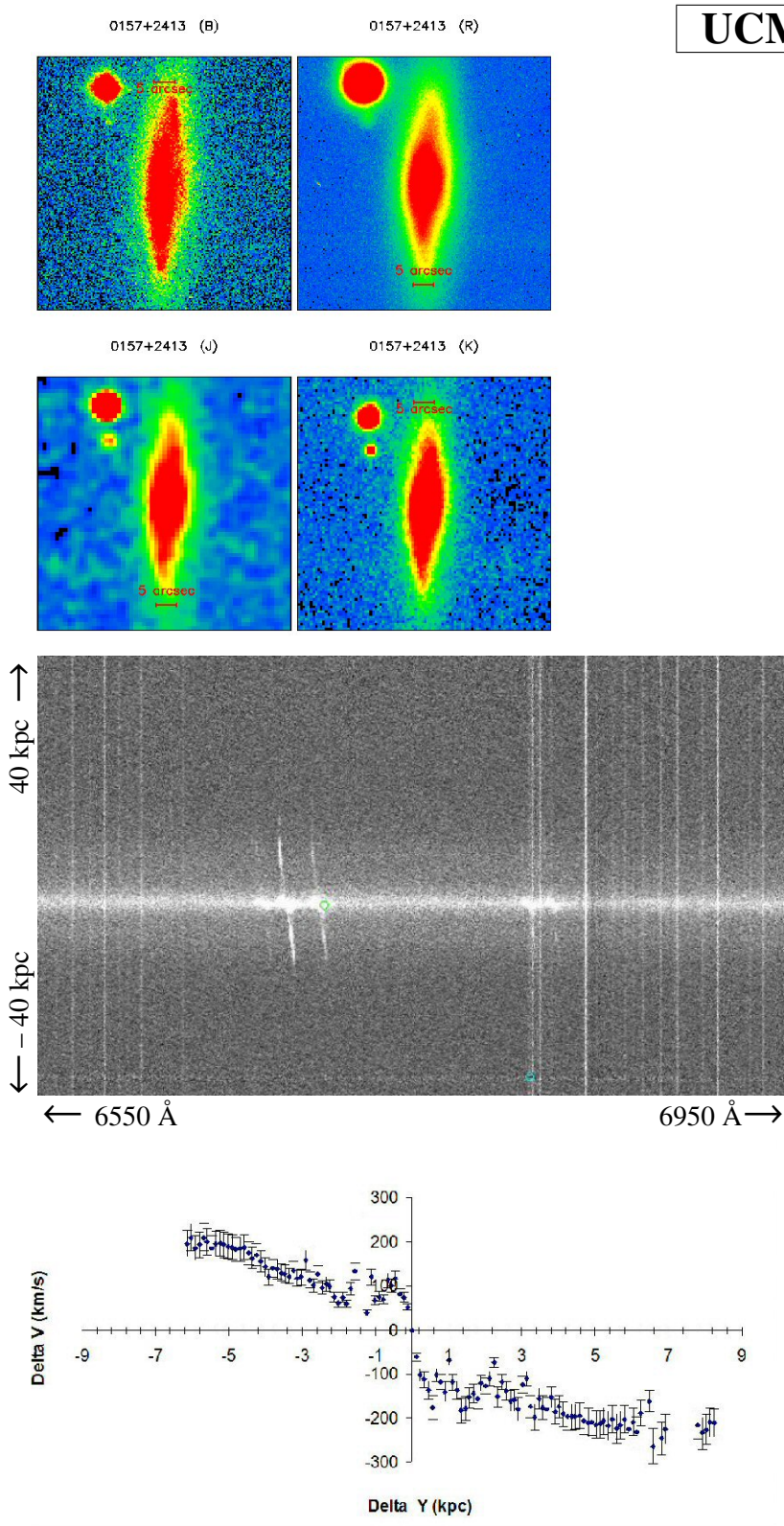
UCM 0156+2410

Magnitud <i>r</i>	14.66±0.08
<i>z</i>	0.0253
<i>M_B</i>	-18.9±0.05
<i>R_e</i> (kpc)	1.6±0.1
<i>i</i> (°)	65.03±3.25
PA (°)	70
T. morfológico	Sb
T. espectral	DANS

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	37.02±3.7

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	9.35±0.1
Dinámica	9.38±0.11
Estelar	9.65±0.081

Ficha 48: Galaxia UCM 0156+2410.



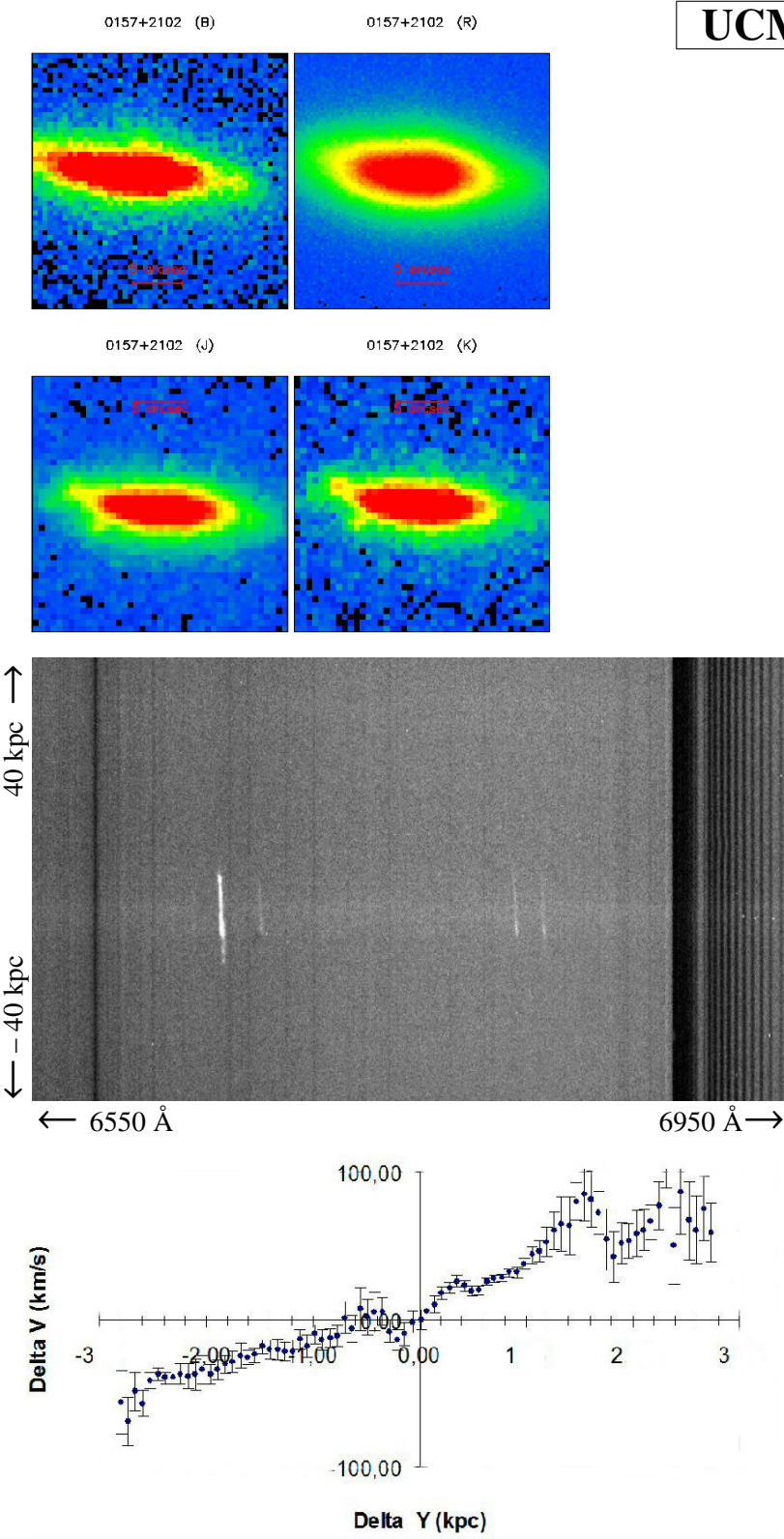
UCM 0157+2413

Magnitud <i>r</i>	13.79±0.07
<i>z</i>	0.0172
<i>M_B</i>	-19.78±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	3.9±0.2
<i>i</i> (°)	80.1±4.01
PA (°)	355
T. morfológico	Sc+
T. espectral	Sy2

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	160.85±16.1

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	10.95±0.17
Dinámica	10.93±0.17
Estelar	10.567±0.083

Ficha 49: Galaxia UCM 0157+2413.



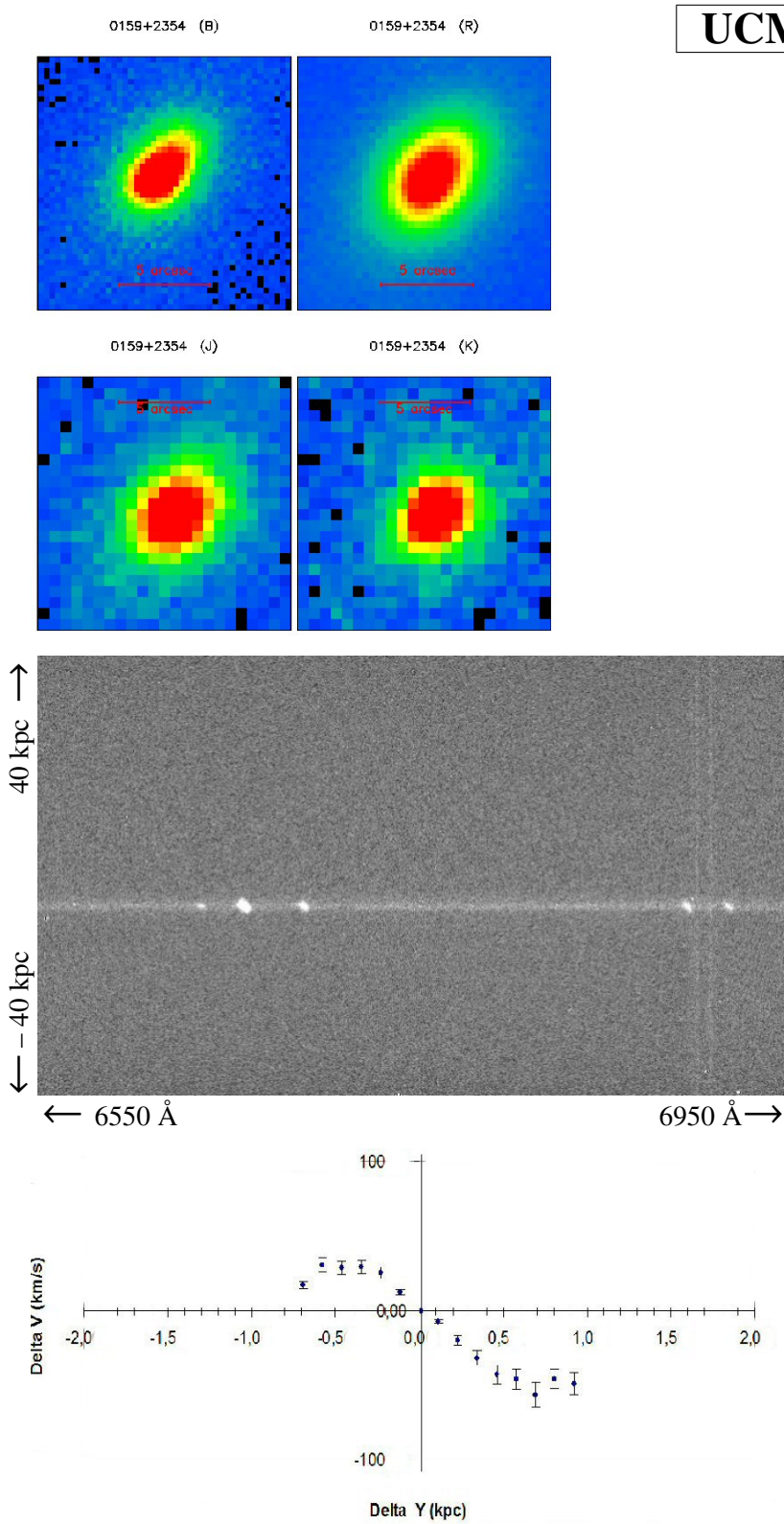
UCM 0157+2102

Magnitud r	14.58 ± 0.07
z	0.038
M_B	-18.67 ± 0.05
R_e (kpc)	1.1 ± 0
i ($^\circ$)	83.15 ± 4.16
PA ($^\circ$)	85
T. morfológico	Sb
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	23.55 ± 1.2

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	8.9 ± 0.08
Estelar	9.461 ± 0.077

Ficha 50: Galaxia UCM 0157+2102.



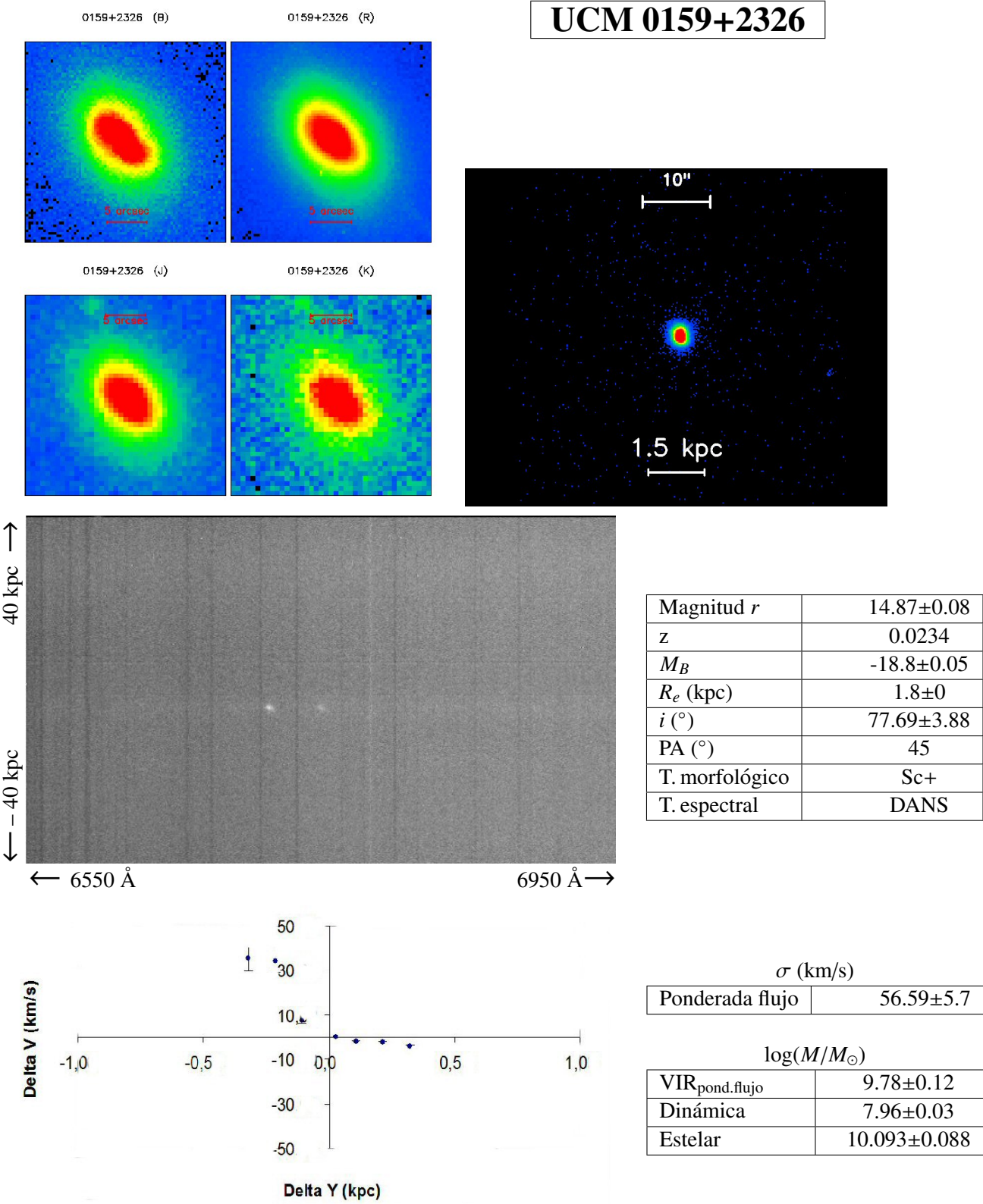
UCM 0159+2354

Magnitud r	16.36 ± 0.08
z	0.0242
M_B	-17.43 ± 0.05
R_e (kpc)	0.8 ± 0.1
i ($^\circ$)	55.55 ± 2.78
PA ($^\circ$)	135
T. morfológico	Sb
T. espectral	IIIIH

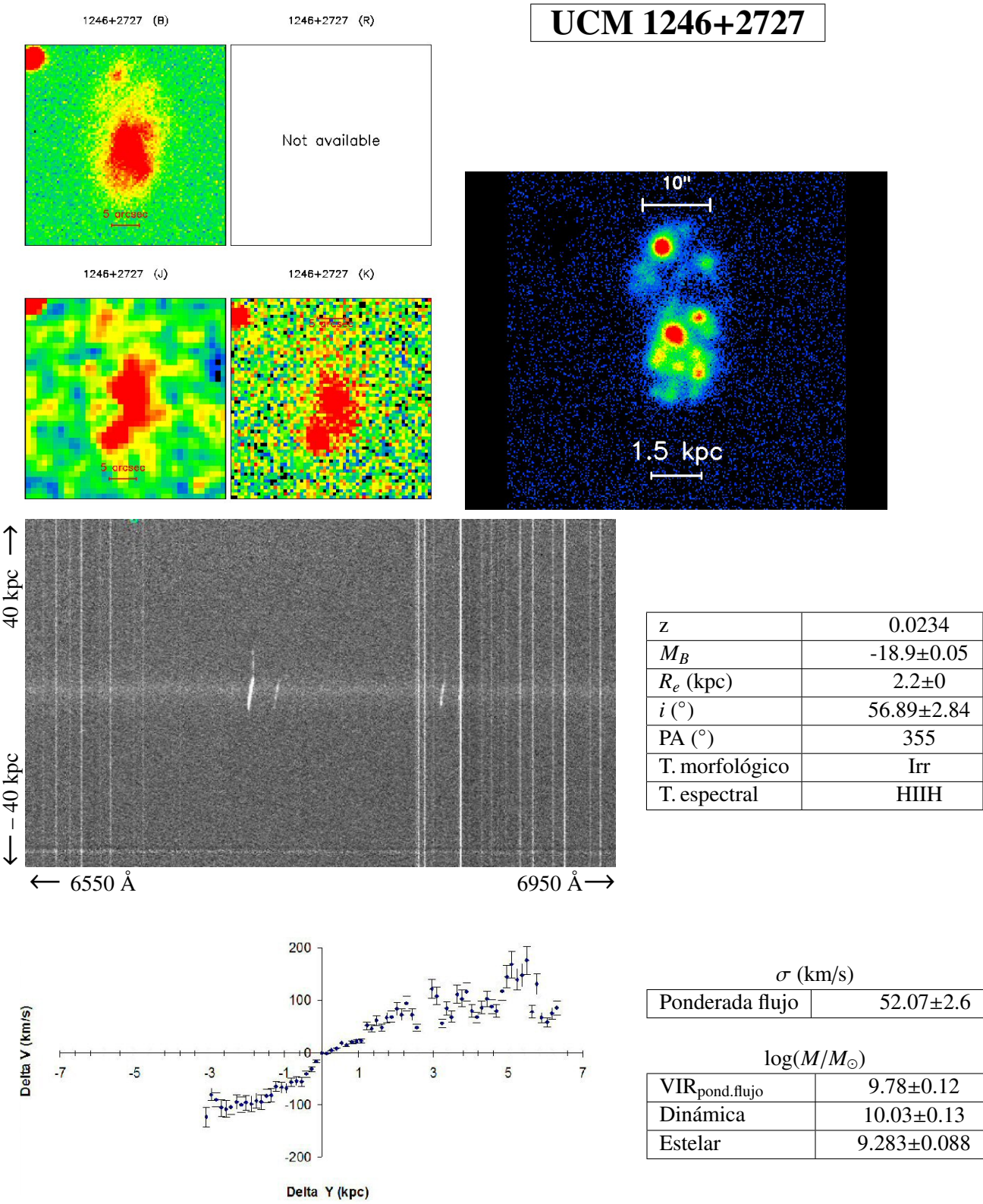
σ (km/s)	
Ponderada flujo	36.68 ± 1.8

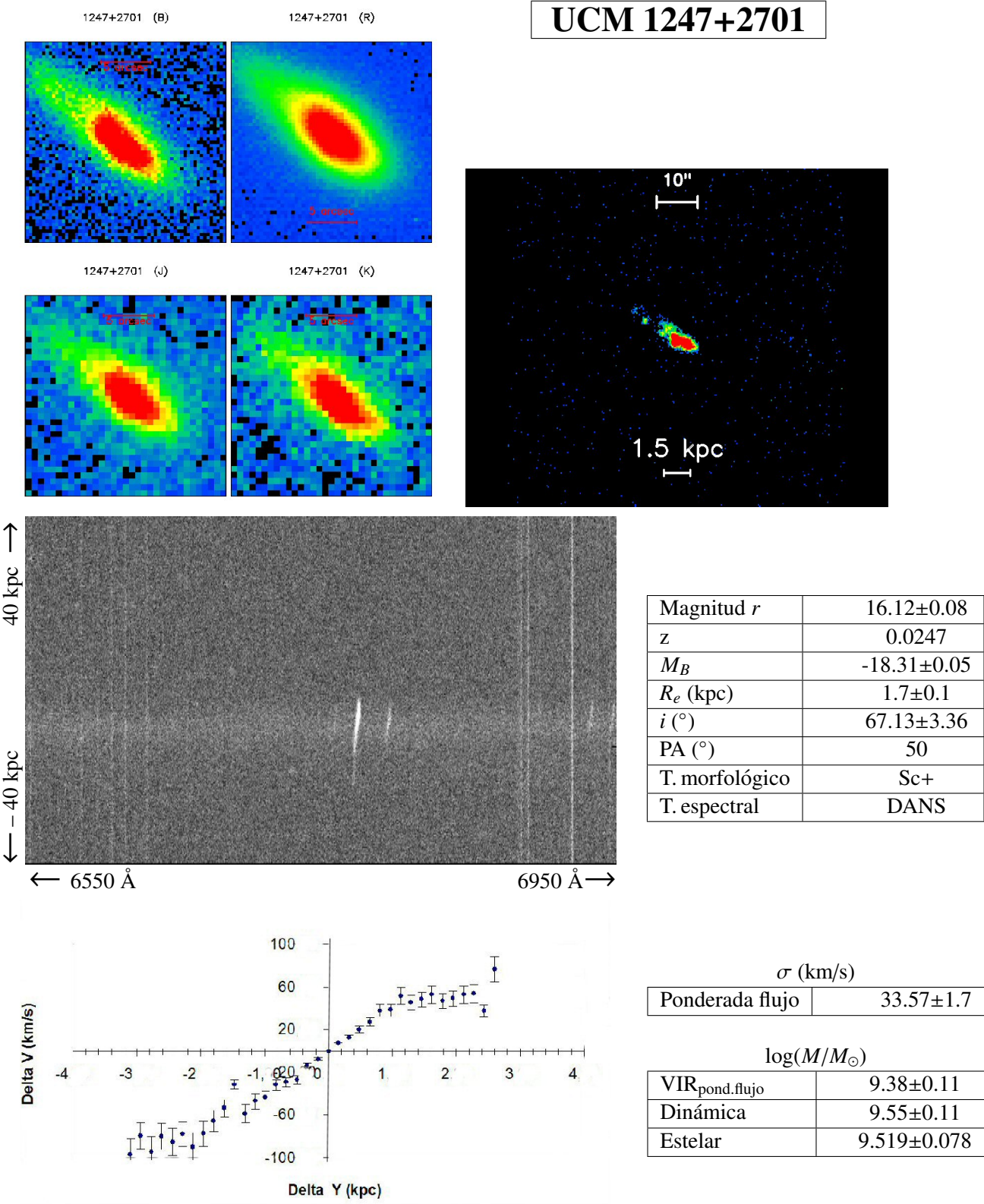
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.24 ± 0.1
Dinámica	8.71 ± 0.07
Estelar	9.596 ± 0.127

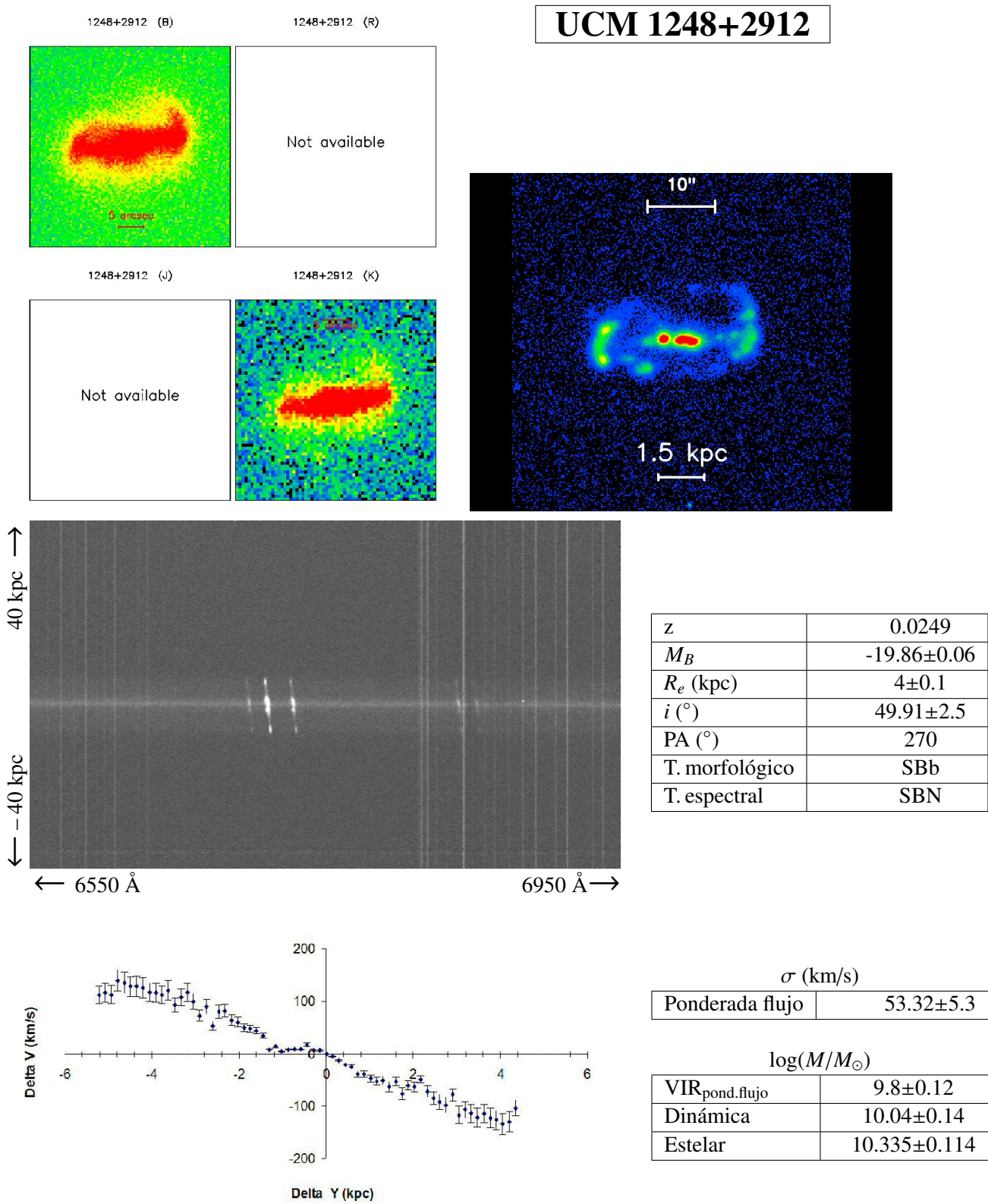
Ficha 51: Galaxia UCM 0159+2354.



Ficha 52: Galaxia UCM 0159+2326.







UCM 1248+2912



↑

40 kpc

←

6550 Å

↓

-40 kpc

←

6950 Å

→



z	0.0249
M_B	-19.86 ± 0.06
R_e (kpc)	4 ± 0.1
i (°)	49.91 ± 2.5
PA (°)	270
T. morfológico	SBb
T. espectral	SBN

Delta V (km/s)

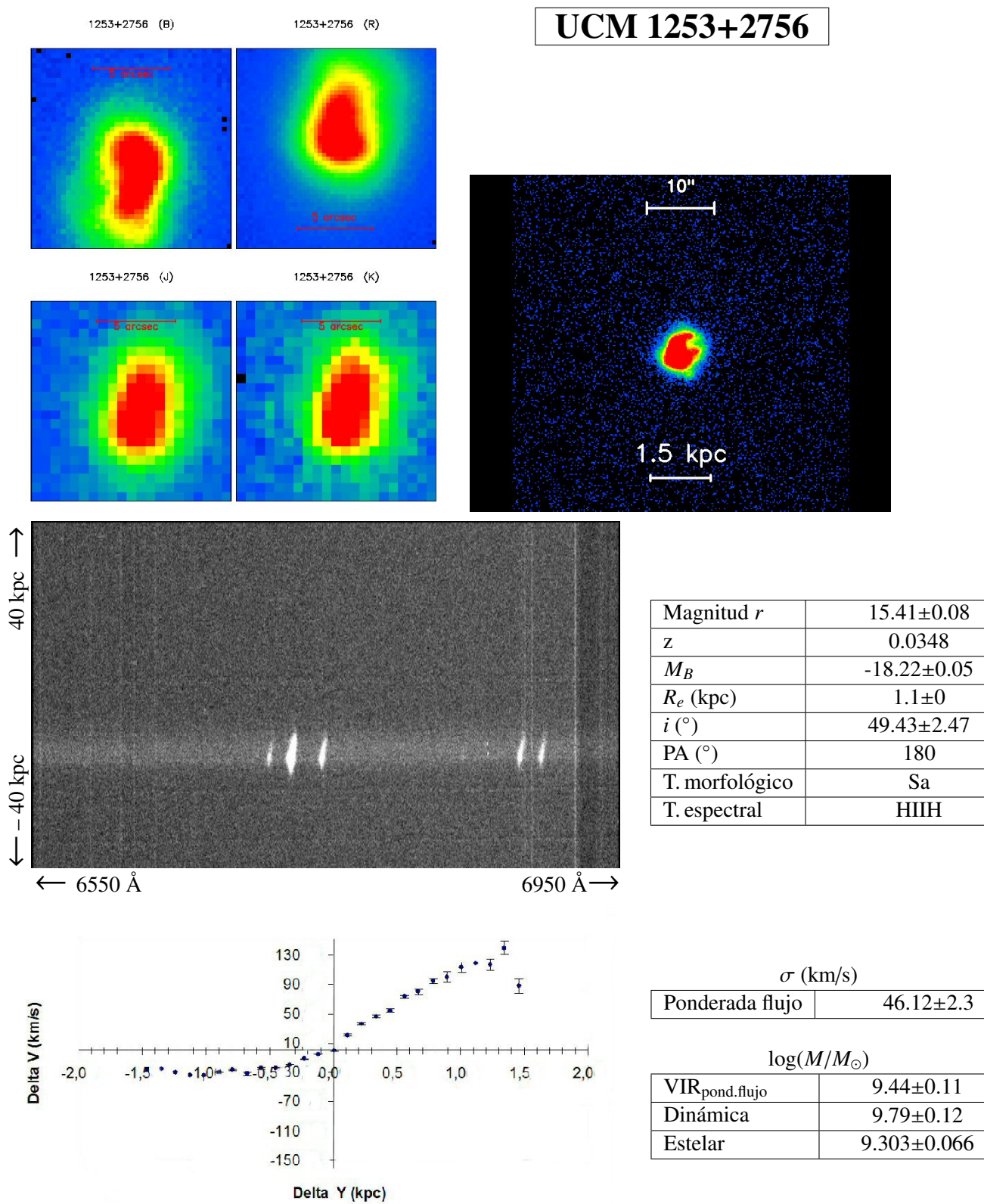


Delta Y (kpc)

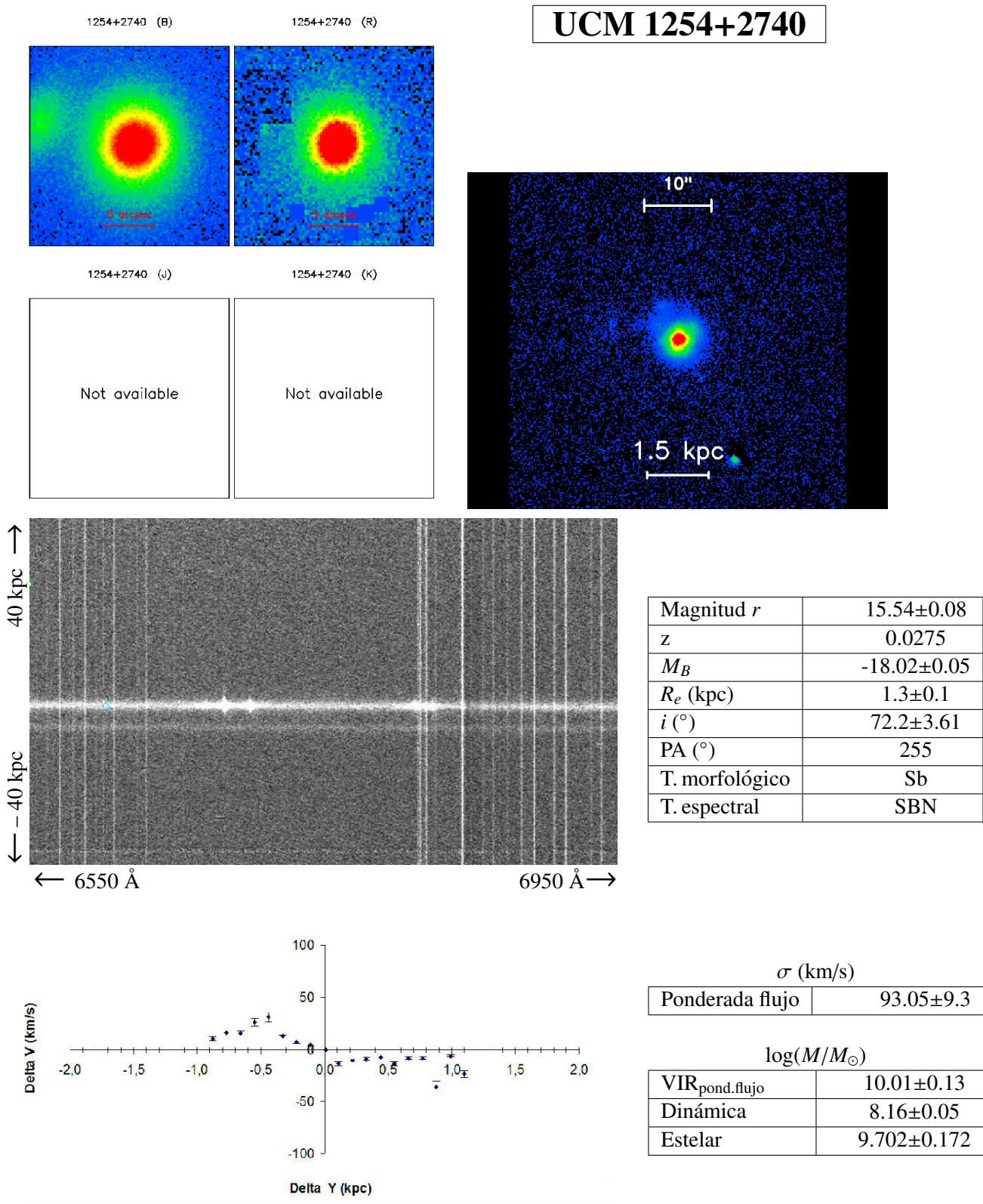
σ (km/s)	
Ponderada flujo	53.32 ± 5.3

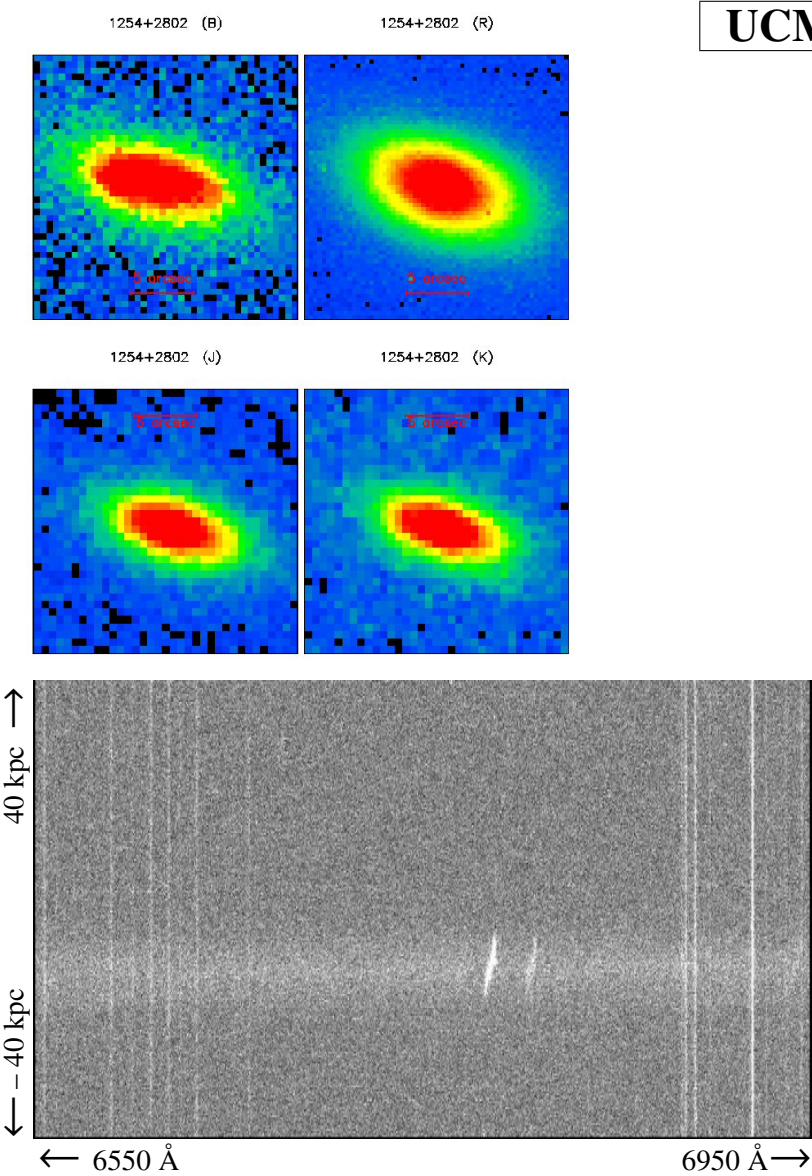
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.8 ± 0.12
Dinámica	10.04 ± 0.14
Estelar	10.335 ± 0.114

Ficha 55: Galaxia UCM 1248+2912.



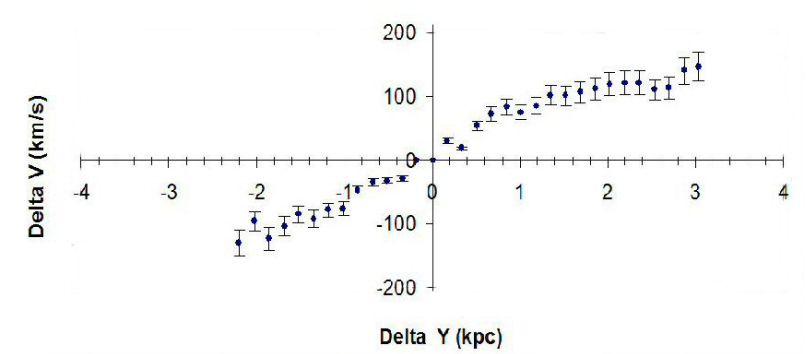
Ficha 56: Galaxia UCM 1253+2756.





UCM 1254+2802

Magnitud r	15.88 ± 0.08
z	0.0229
M_B	-18.35 ± 0.05
R_e (kpc)	2 ± 0.1
i ($^\circ$)	61.39 ± 3.07
PA ($^\circ$)	250
T. morfológico	Sc+
T. espectral	DANS

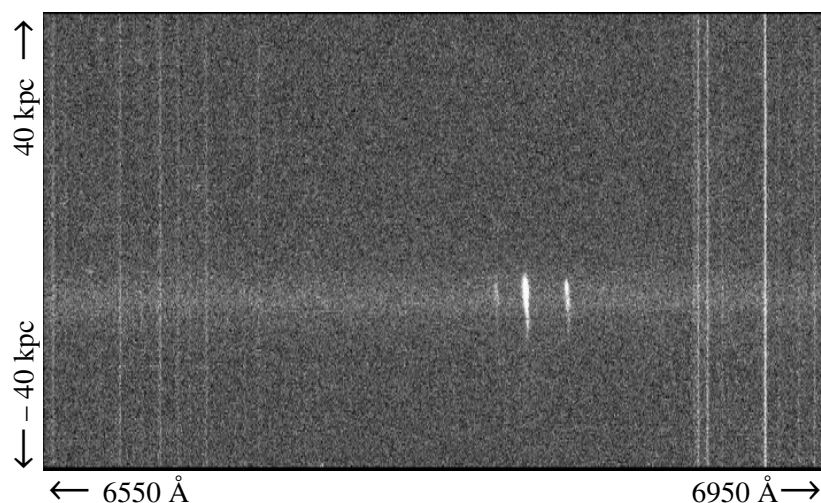
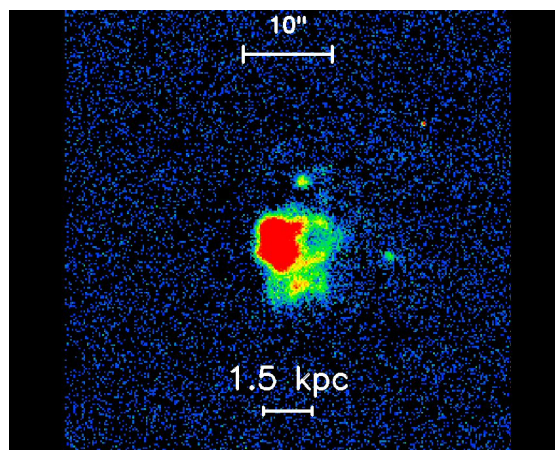
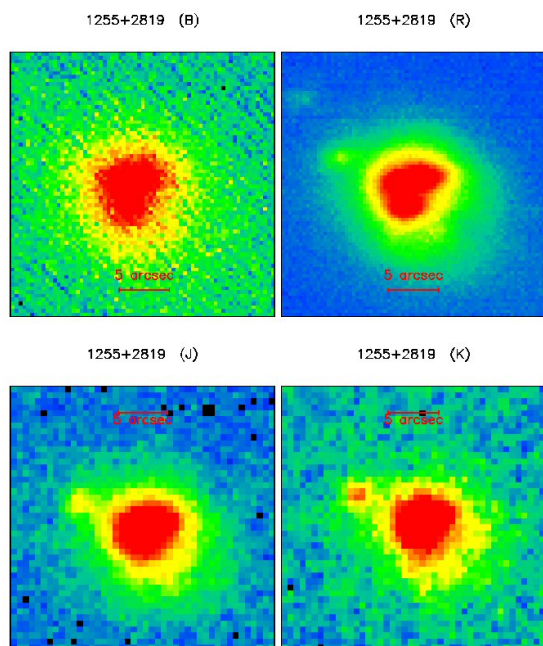


σ (km/s)	
Ponderada flujo	46.23 ± 4.6

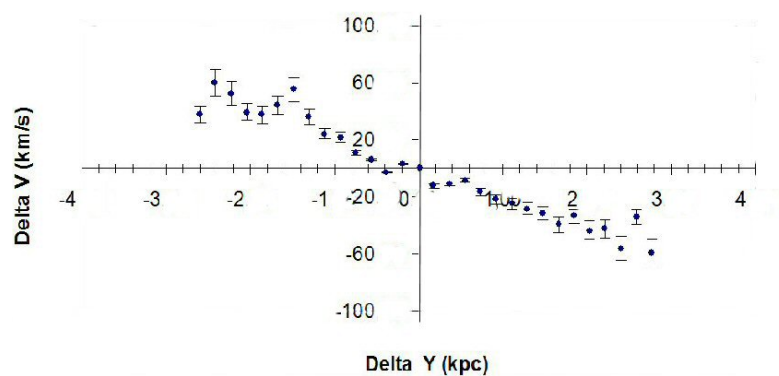
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.72 ± 0.12
Dinámica	10.18 ± 0.14
Estelar	10.101 ± 0.09

Ficha 58: Galaxia UCM 1254+2802.

UCM 1255+2819

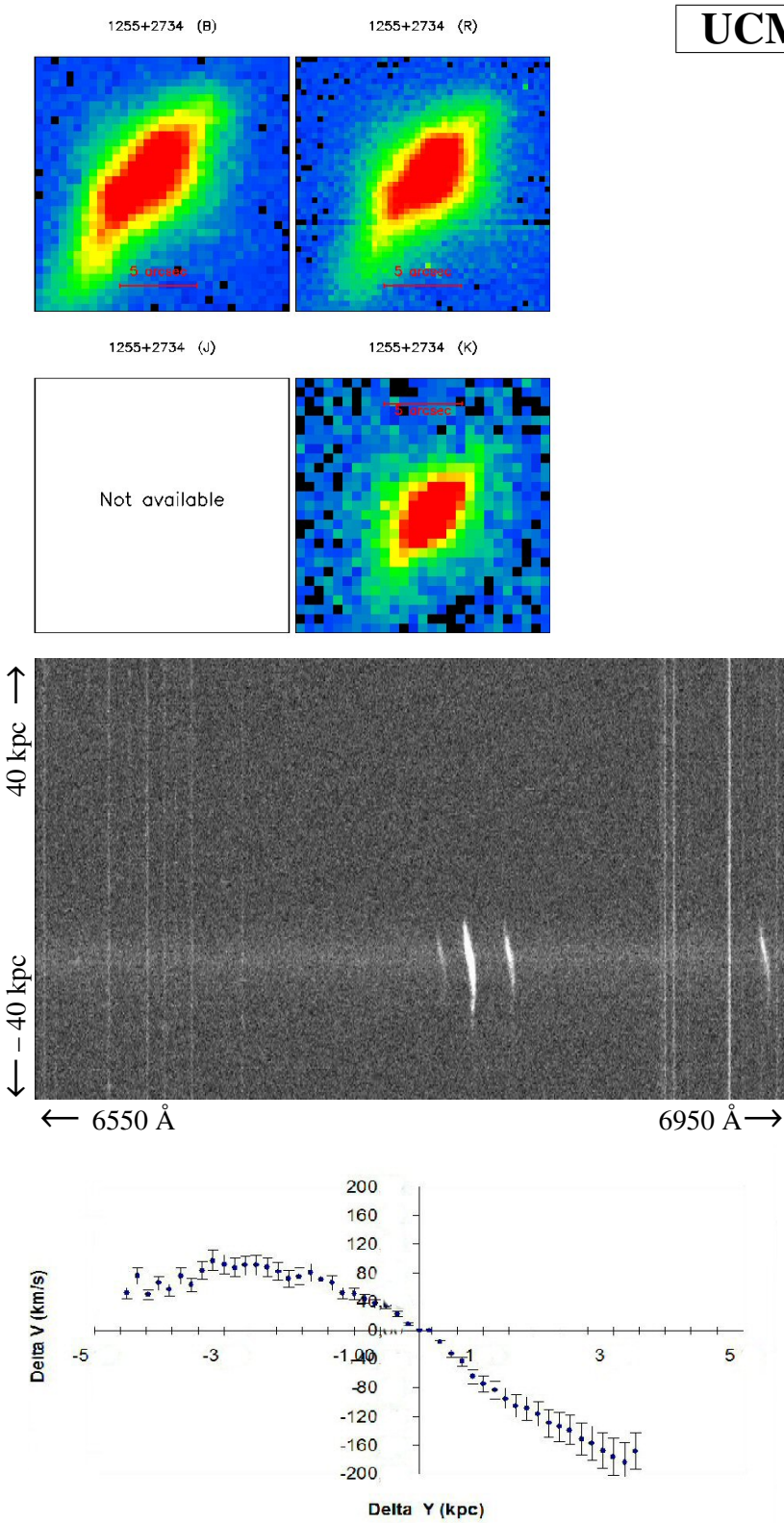


Magnitud r	15.33±0.08
z	0.0363
M_B	-19.33±0.06
R_e (kpc)	5.3±0.5
i (°)	45.73±2.29
PA (°)	270
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN



σ (km/s)	
Ponderada flujo	35.54 \pm 3.6

$\log(M/M_{\odot})$	
VIR _{pond.flujo}	9.69±0.12
Dinámica	9.36±0.1
Estelar	10.039±0.088



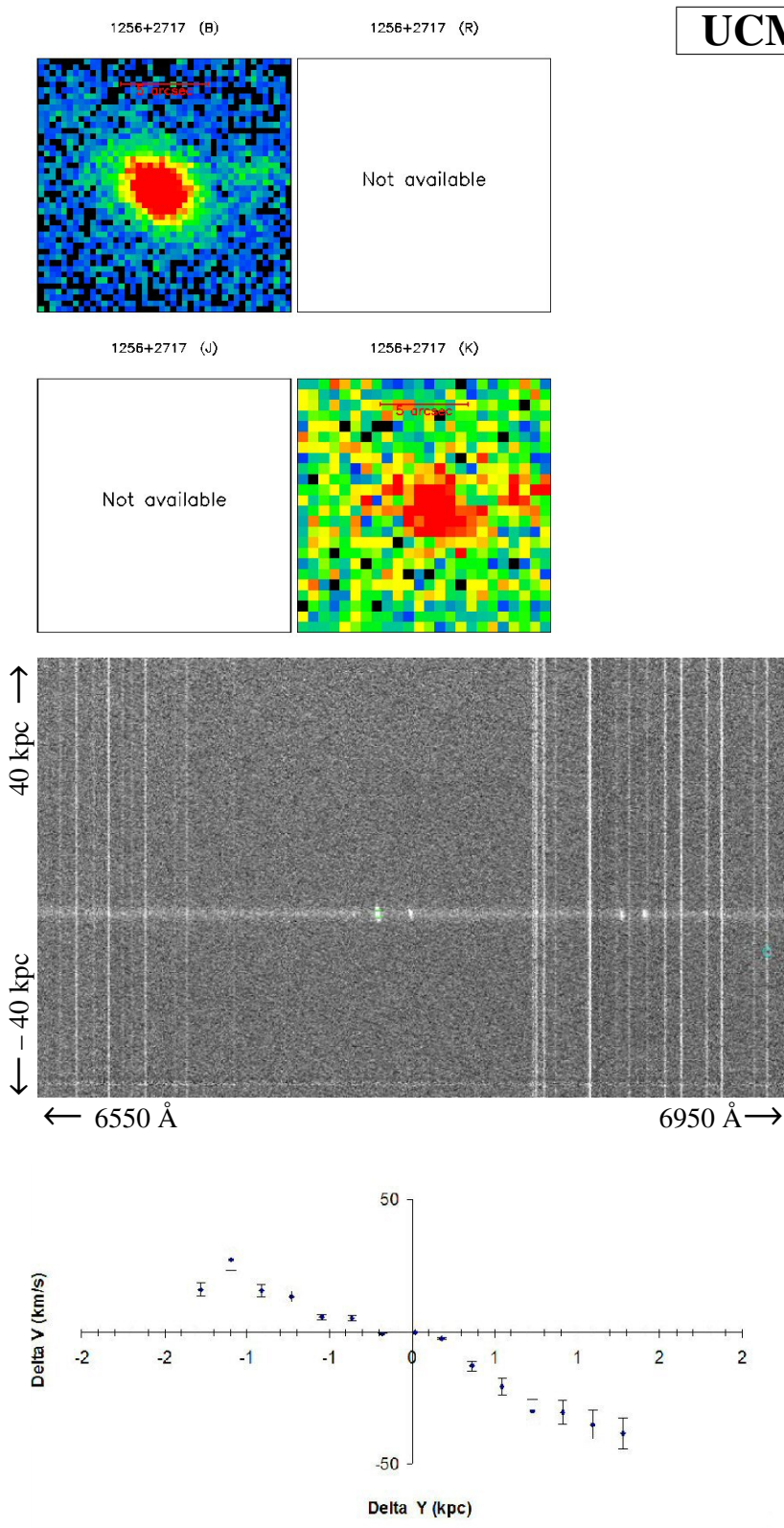
UCM 1255+2734

Magnitud r	16.15 ± 0.08
z	0.0228
M_B	-18.13 ± 0.05
R_e (kpc)	2 ± 0
i ($^\circ$)	50.88 ± 2.54
PA ($^\circ$)	141
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	38.55 ± 3.9

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.45 ± 0.11
Dinámica	10.34 ± 0.15
Estelar	7.683 ± 0.541

Ficha 60: Galaxia UCM 1255+2734.



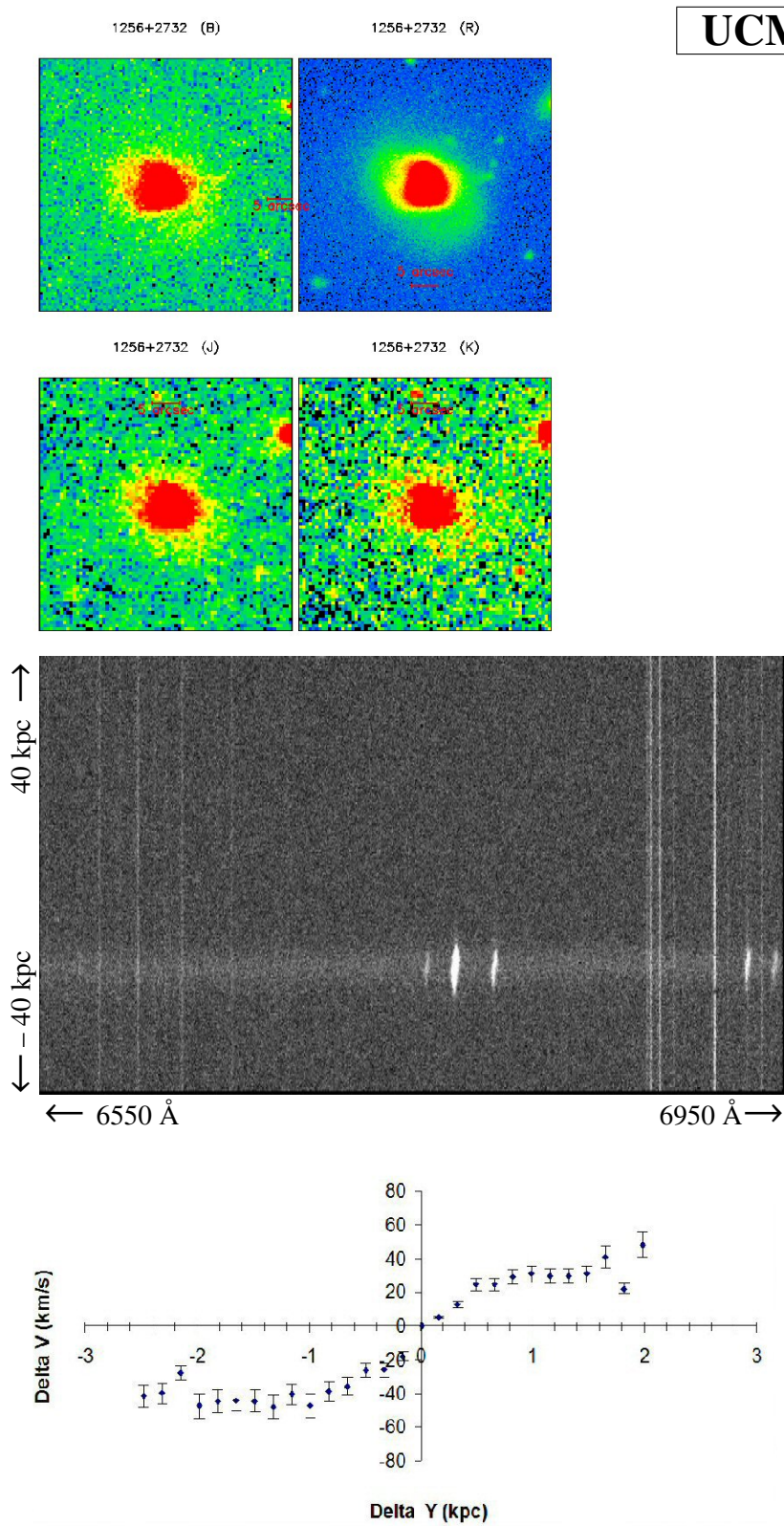
UCM 1256+2717

z	0.0258
M_B	-17.5 ± 0.05
R_e (kpc)	1.4 ± 0.2
i (°)	60.73 ± 3.04
PA (°)	54
T. morfológico	S0
T. espectral	DHIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	34.4 ± 1.7

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.42 ± 0.11
Dinámica	8.64 ± 0.07
Estelar	8.846 ± 0.074

Ficha 61: Galaxia UCM 1256+2717.



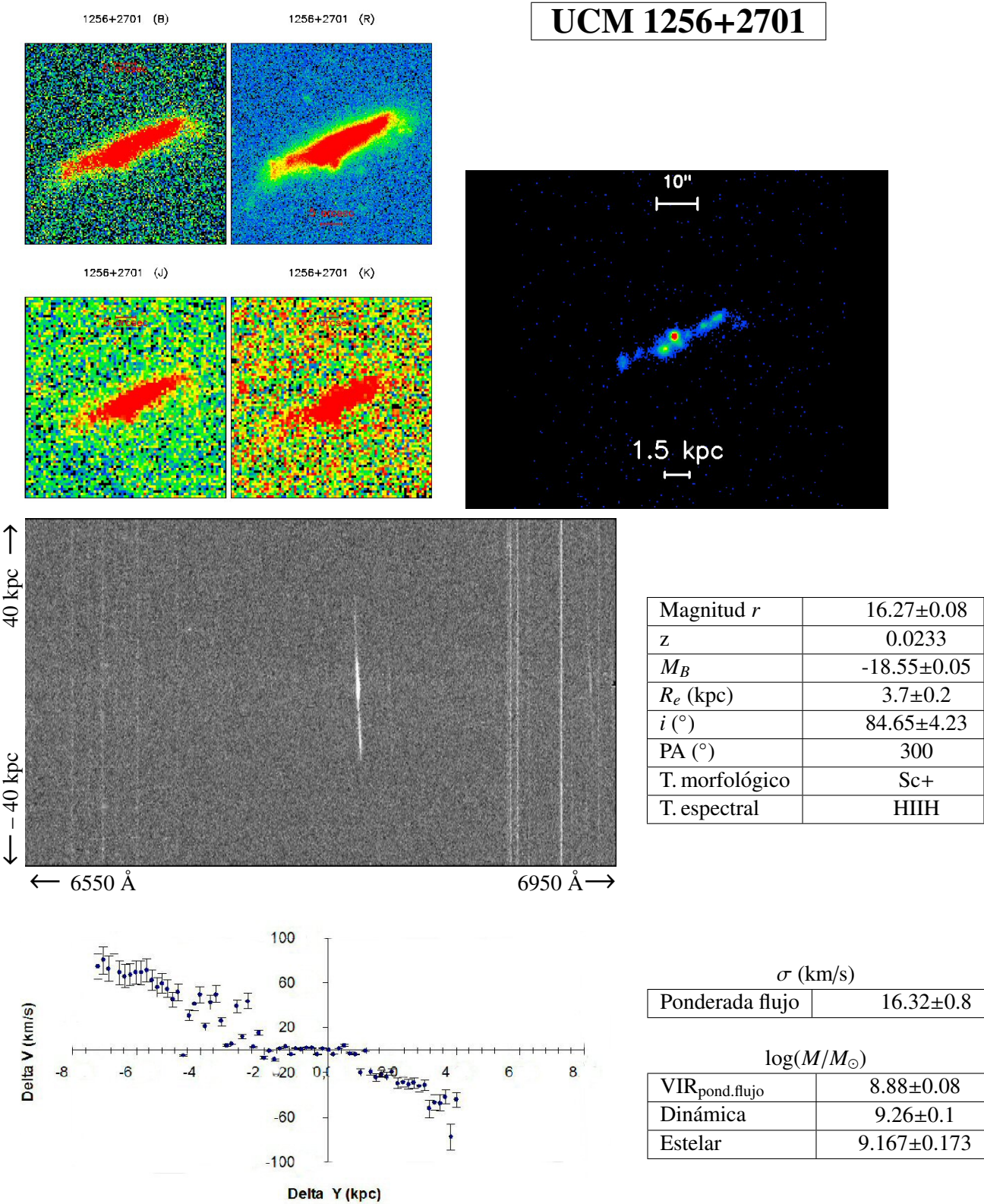
UCM 1256+2732

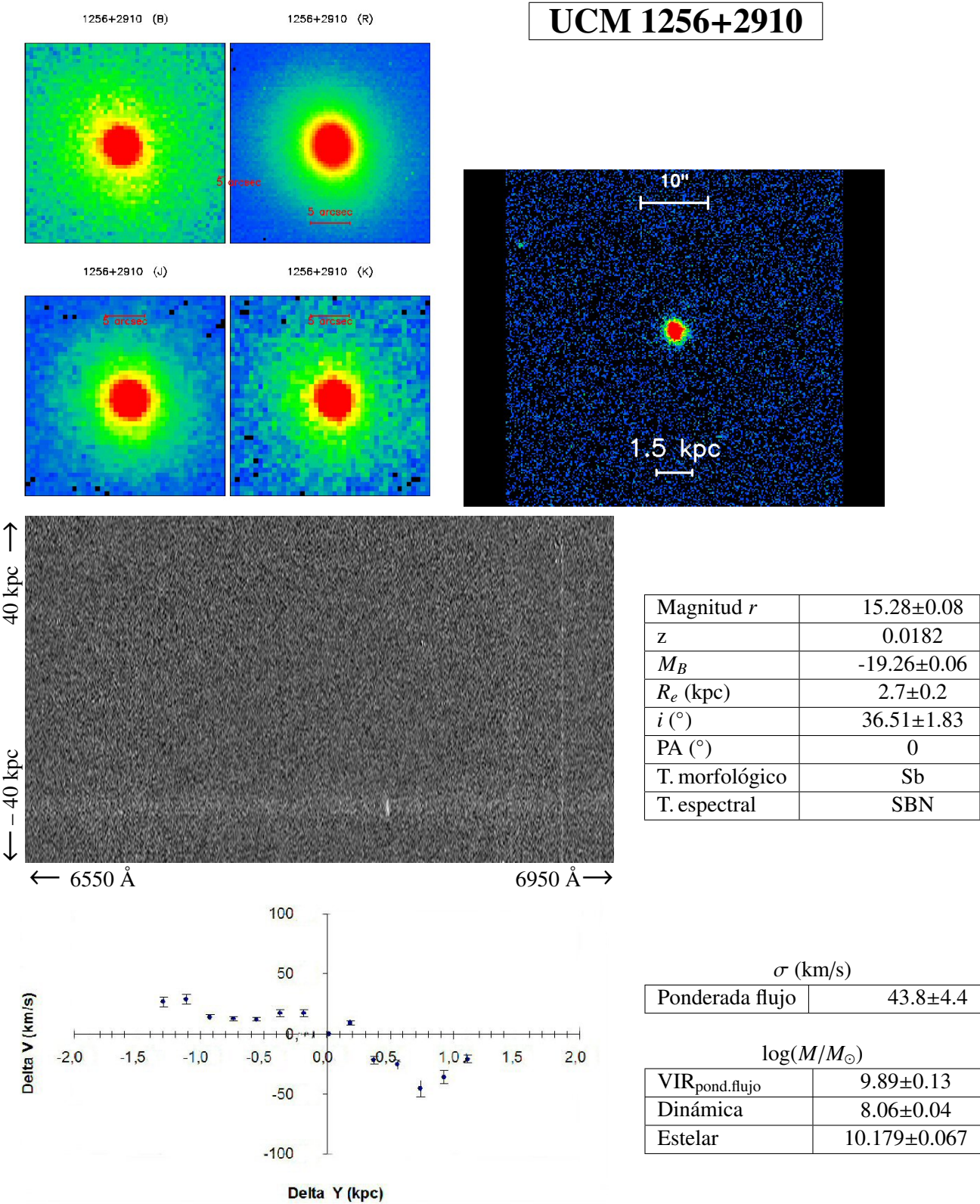
Magnitud r	15.37 ± 0.08
z	0.0116
M_B	-19.26 ± 0.06
R_e (kpc)	2.2 ± 0.2
i ($^\circ$)	39.11 ± 1.96
PA ($^\circ$)	0
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN

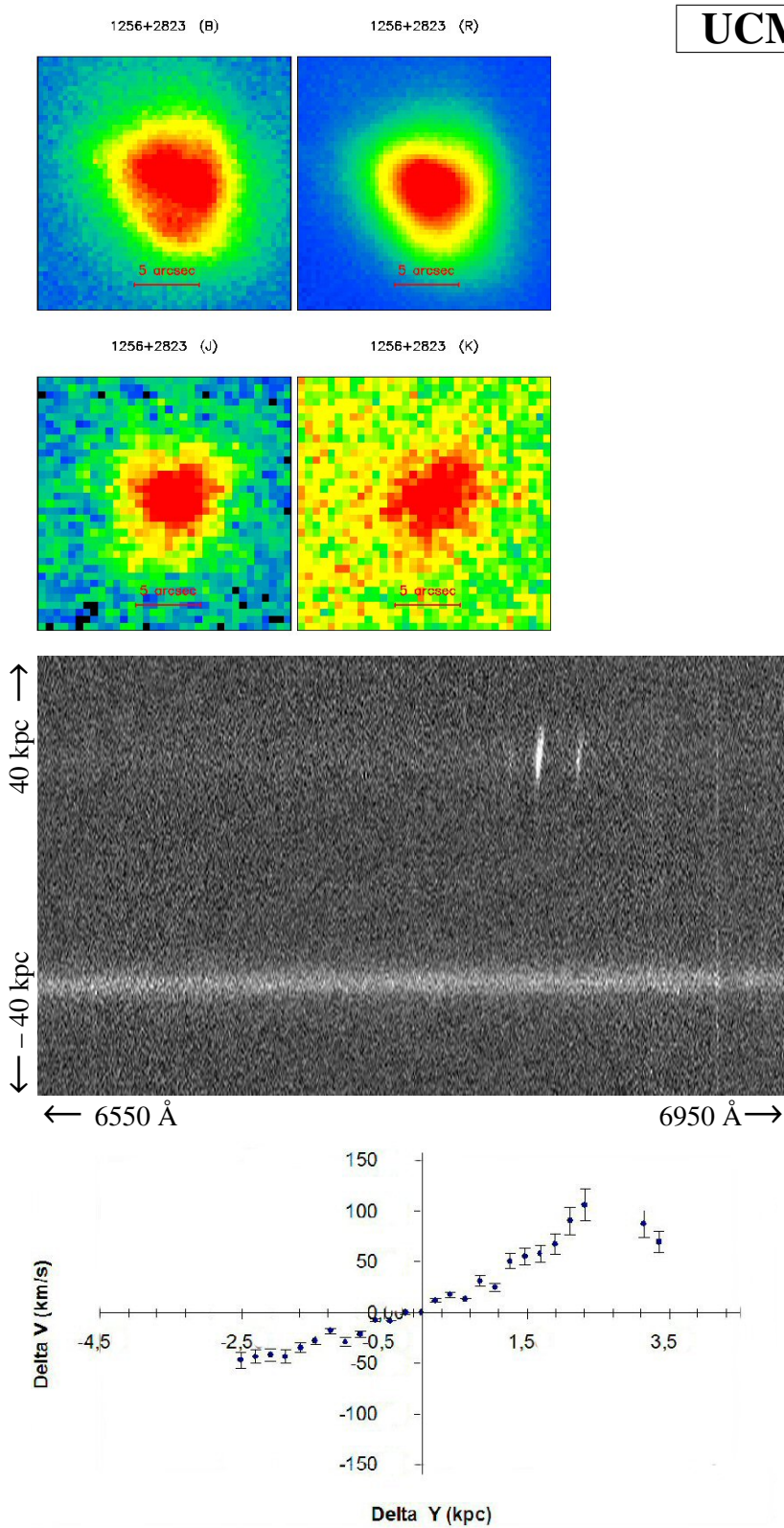
σ (km/s)	
Ponderada flujo	32.32 ± 3.2

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.47 ± 0.11
Dinámica	9.03 ± 0.09
Estelar	9.983 ± 0.09

Ficha 62: Galaxia UCM 1256+2732.







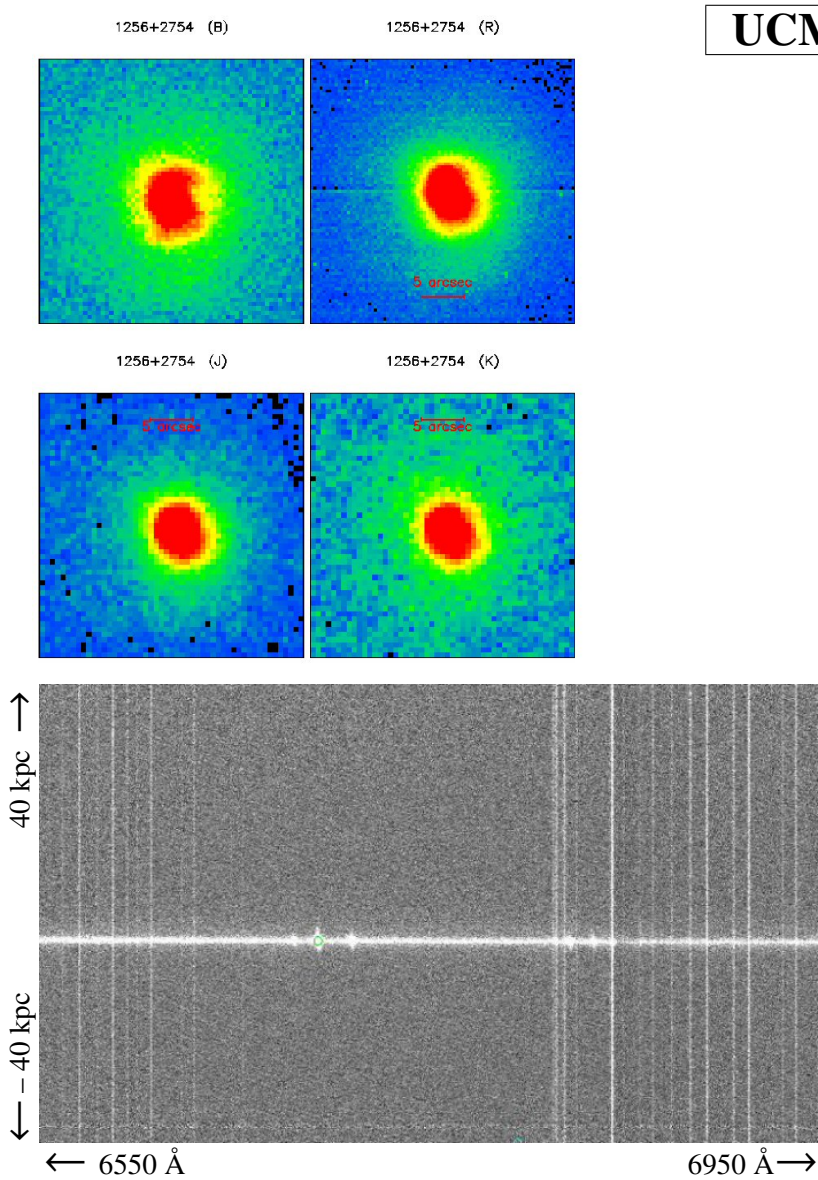
UCM 1256+2823

Magnitud r	15.3 ± 0.08
z	0.0191
M_B	-19.62 ± 0.06
R_e (kpc)	3.8 ± 0.5
i ($^\circ$)	51.58 ± 2.58
PA ($^\circ$)	40
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	31.08 ± 3.1

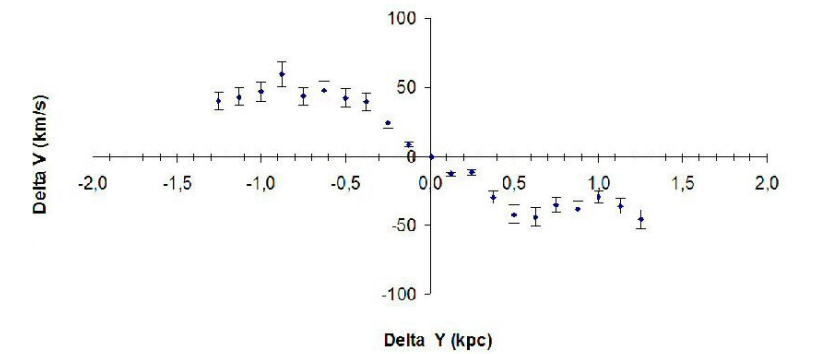
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.53 ± 0.11
Dinámica	9.58 ± 0.11
Estelar	10.22 ± 0.125

Ficha 65: Galaxia UCM 1256+2823.



UCM 1256+2754

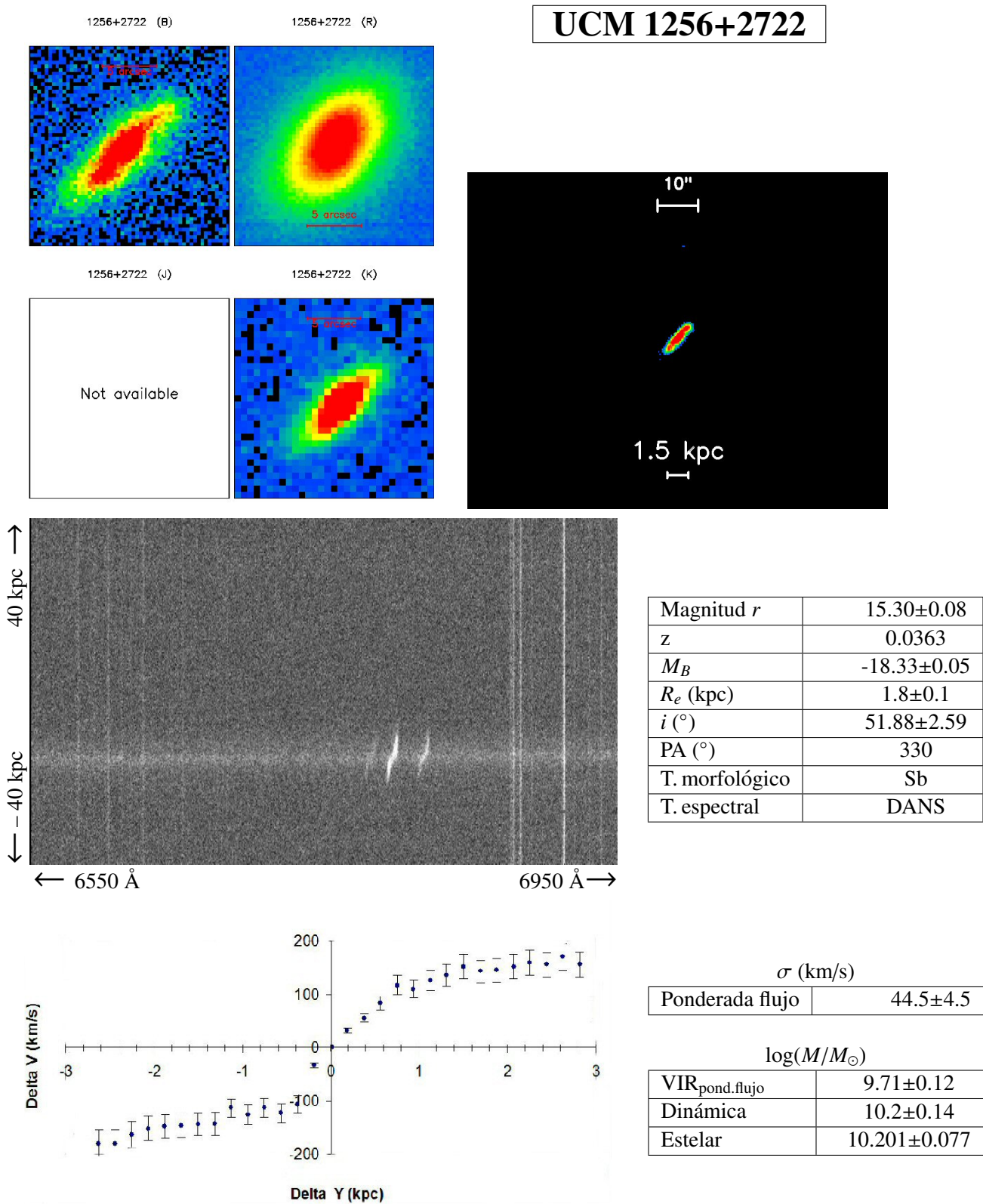
Magnitud r	14.90 ± 0.08
z	0.0179
M_B	-18.98 ± 0.05
R_e (kpc)	1.6 ± 0.1
i ($^\circ$)	26.58 ± 1.33
PA ($^\circ$)	280
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN



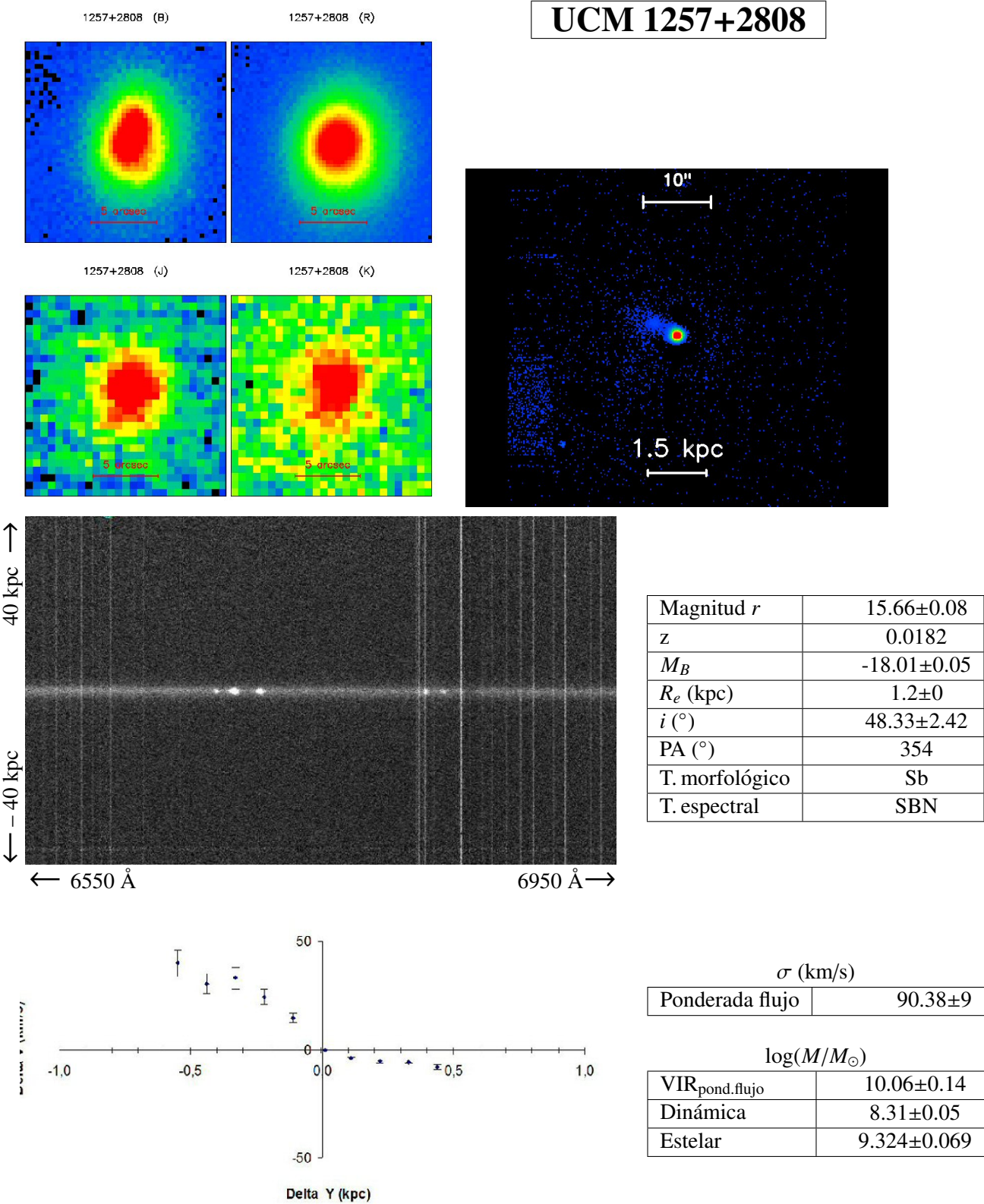
σ (km/s)	
Ponderada flujo	41.3 ± 4.1

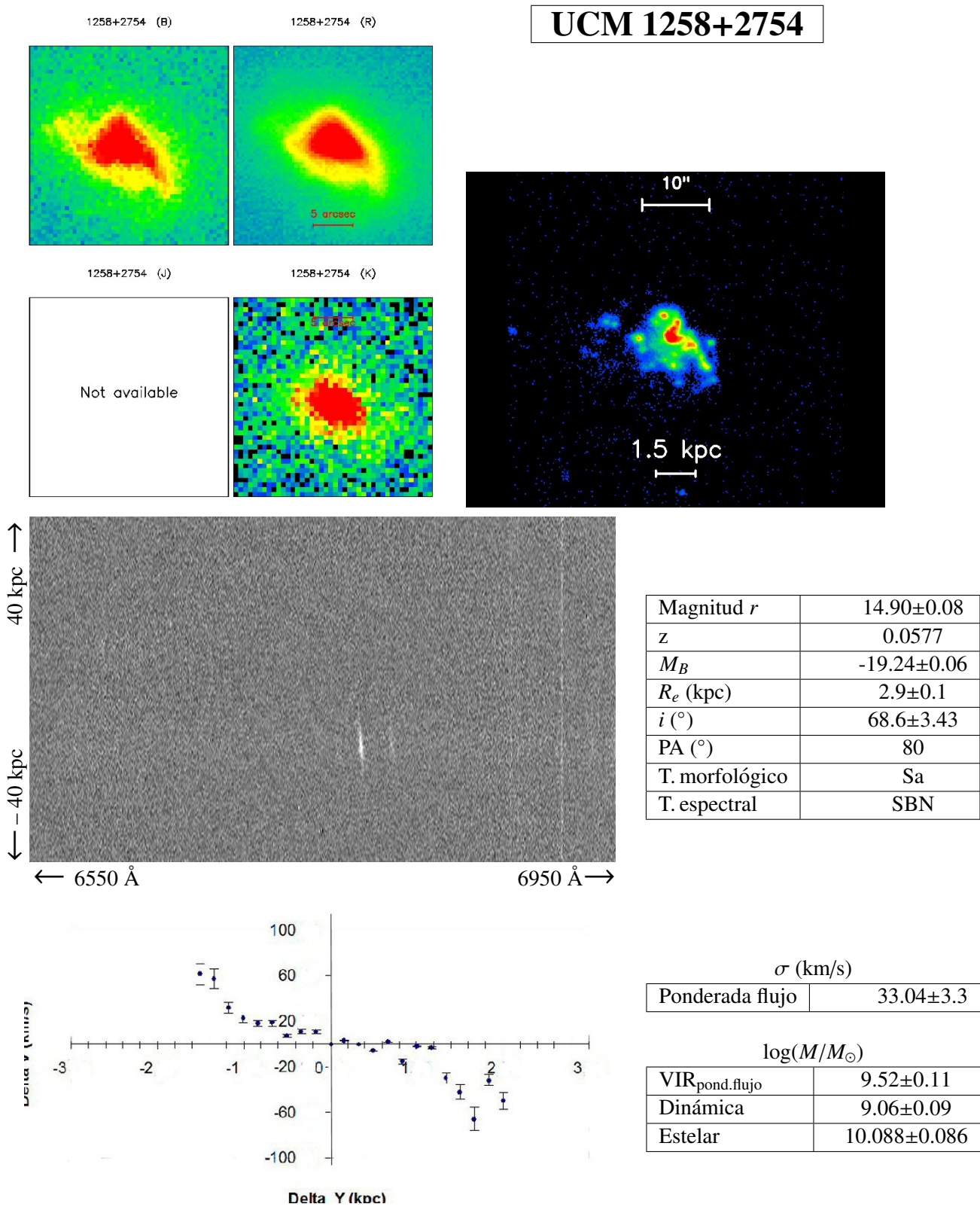
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.6 ± 0.12
Dinámica	8.79 ± 0.08
Estelar	9.891 ± 0.085

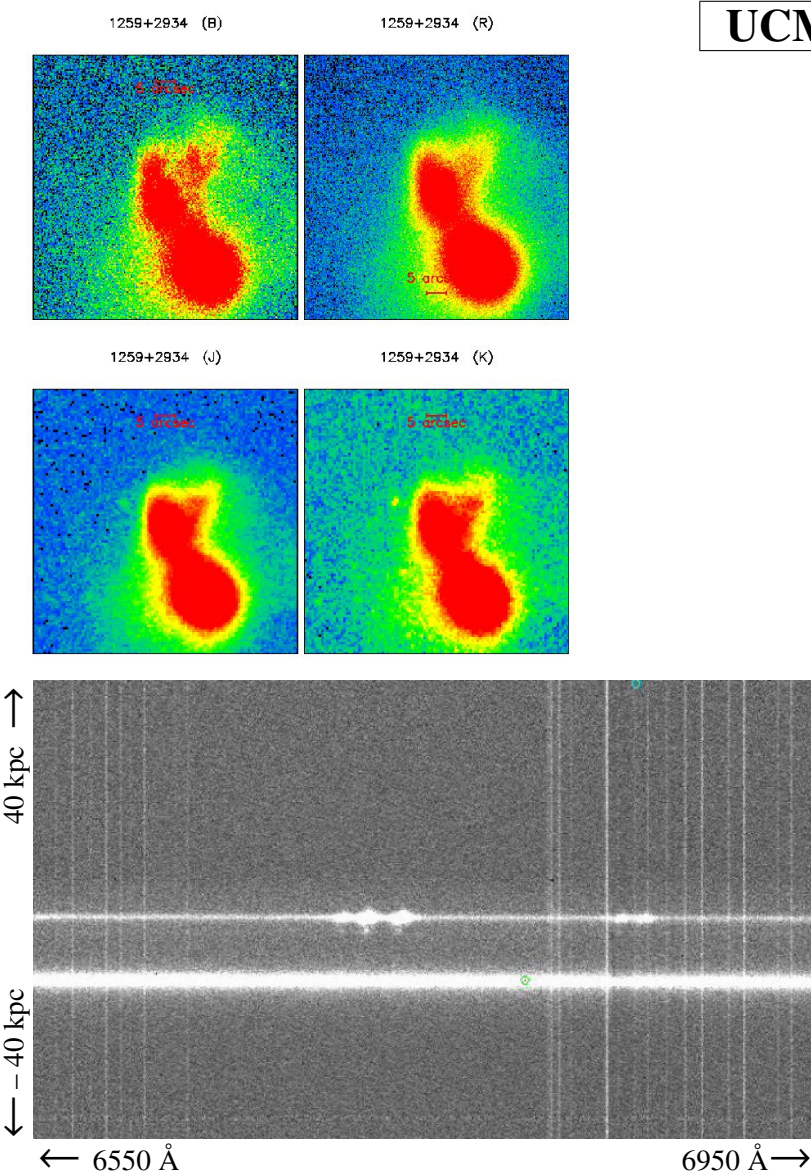
Ficha 66: Galaxia UCM 1256+2754.



Ficha 67: Galaxia UCM 1256+2722.

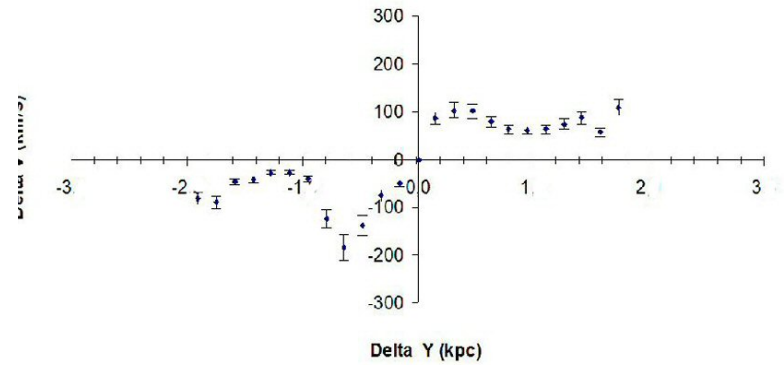






UCM 1259+2934

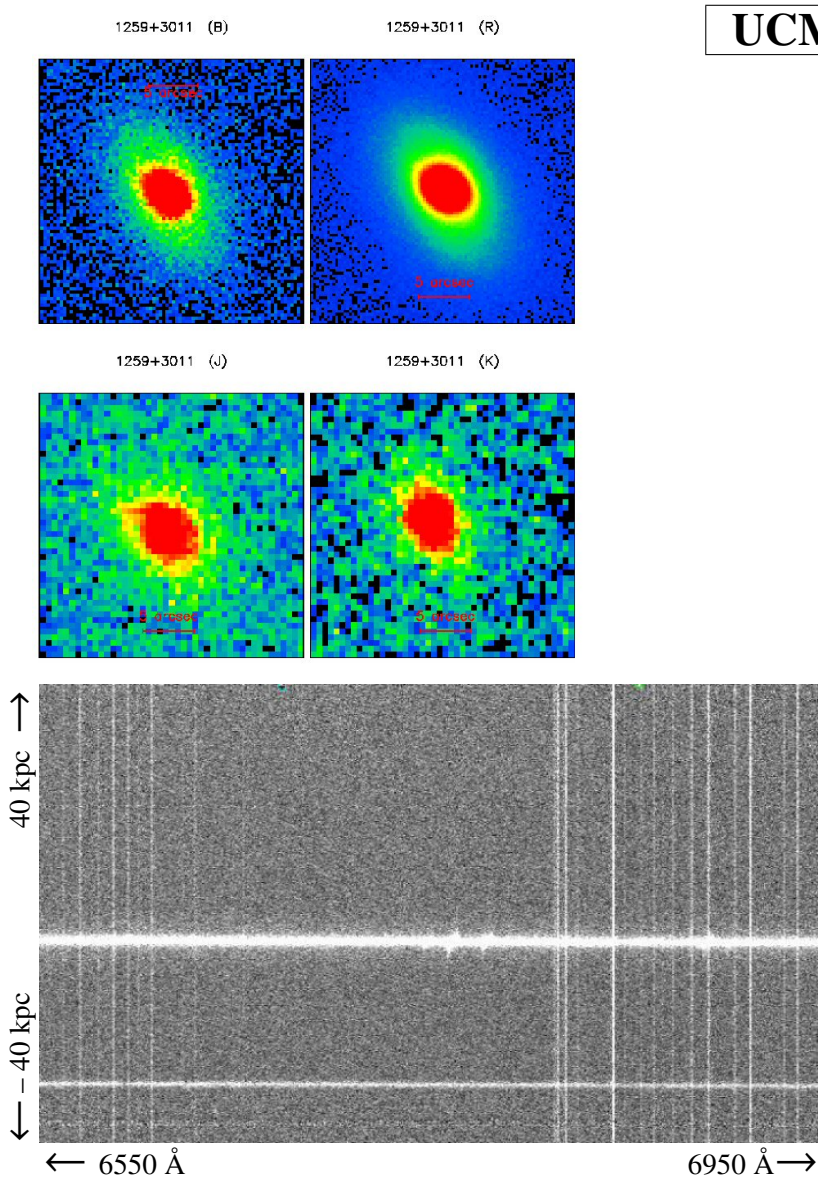
Magnitud r	12.85 ± 0.07
z	0.0341
M_B	-21.15 ± 0.06
R_e (kpc)	7.1 ± 0.1
i ($^\circ$)	41.65 ± 2.08
PA ($^\circ$)	27
T. morfológico	Sb
T. espectral	Sy2



σ (km/s)	
Ponderada flujo	124.74 ± 12.5

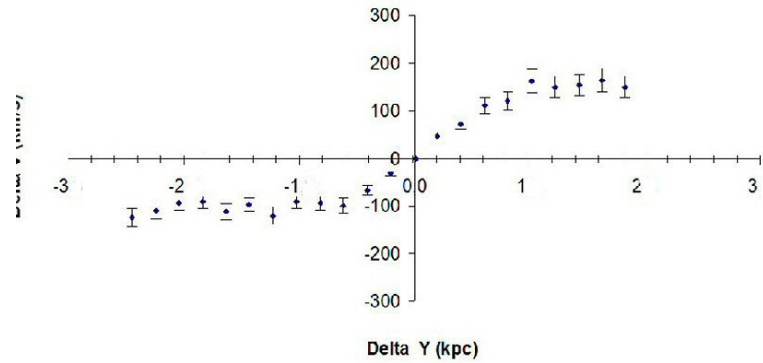
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	11.12 ± 0.18
Dinámica	9.68 ± 0.12
Estelar	10.777 ± 0.129

Ficha 70: Galaxia UCM 1259+2934.



UCM 1259+3011

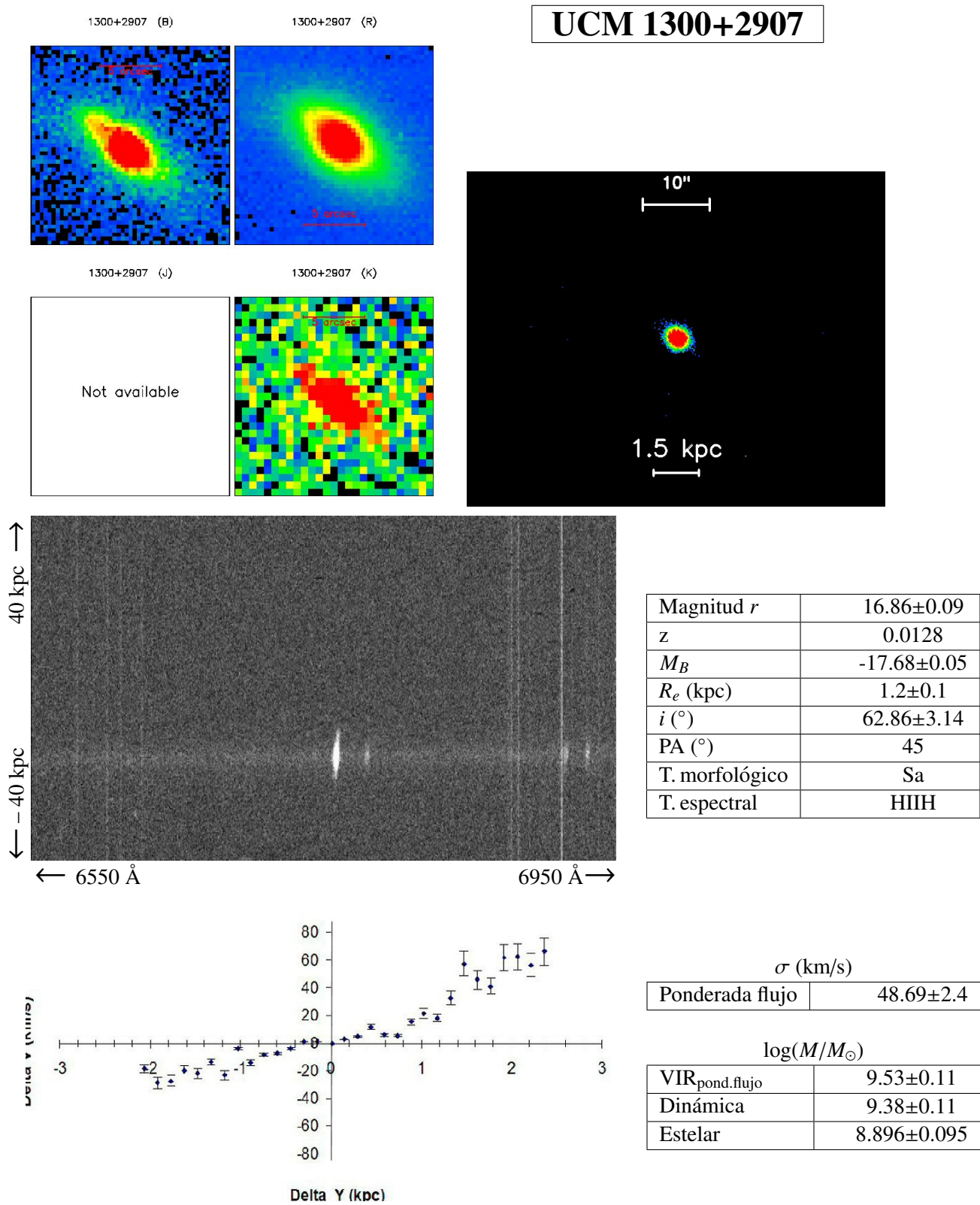
Magnitud <i>r</i>	15.40±0.08
<i>z</i>	0.0337
<i>M_B</i>	-19.45±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	1.4±0.1
<i>i</i> (°)	53.47±2.67
PA (°)	30
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN

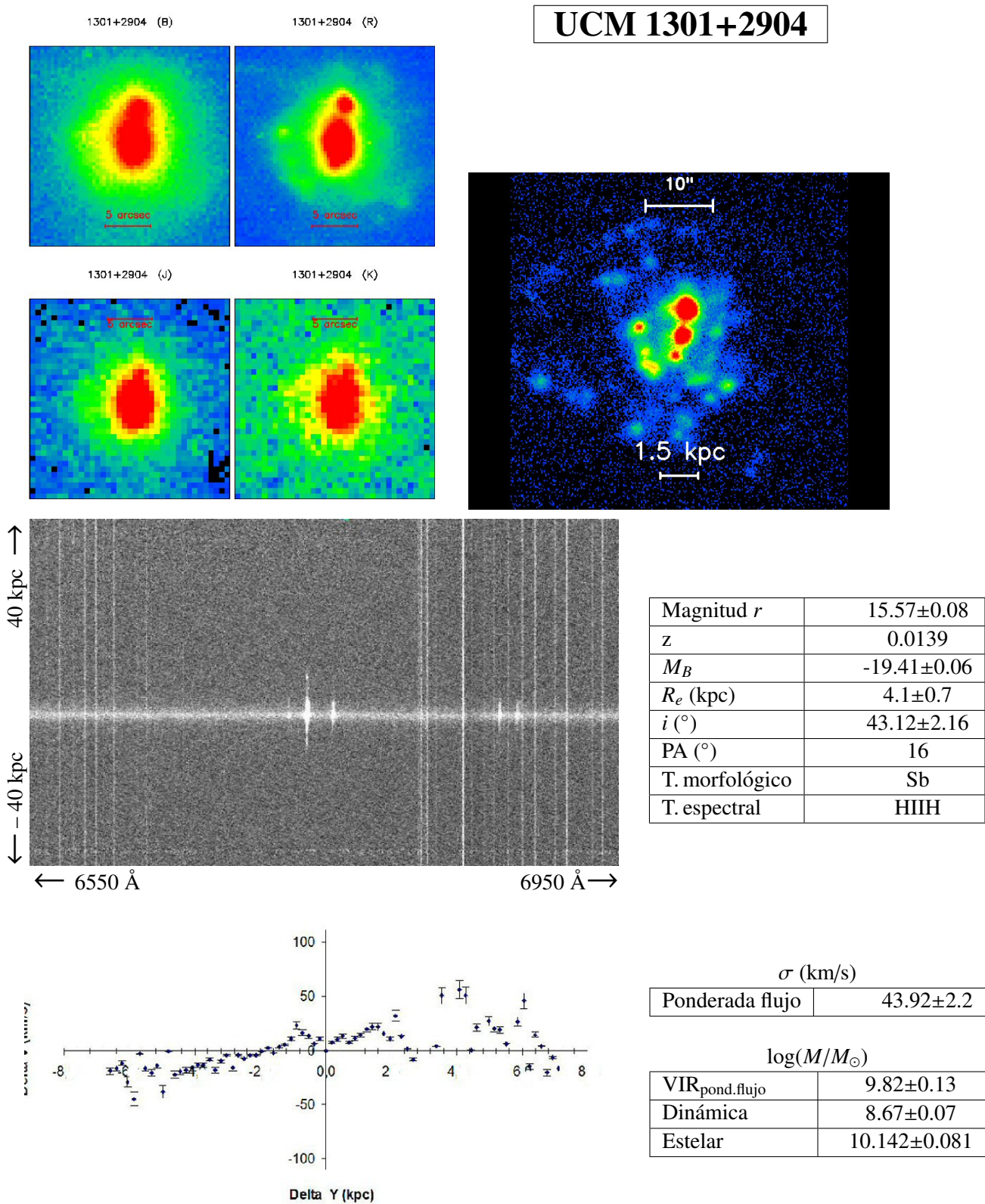


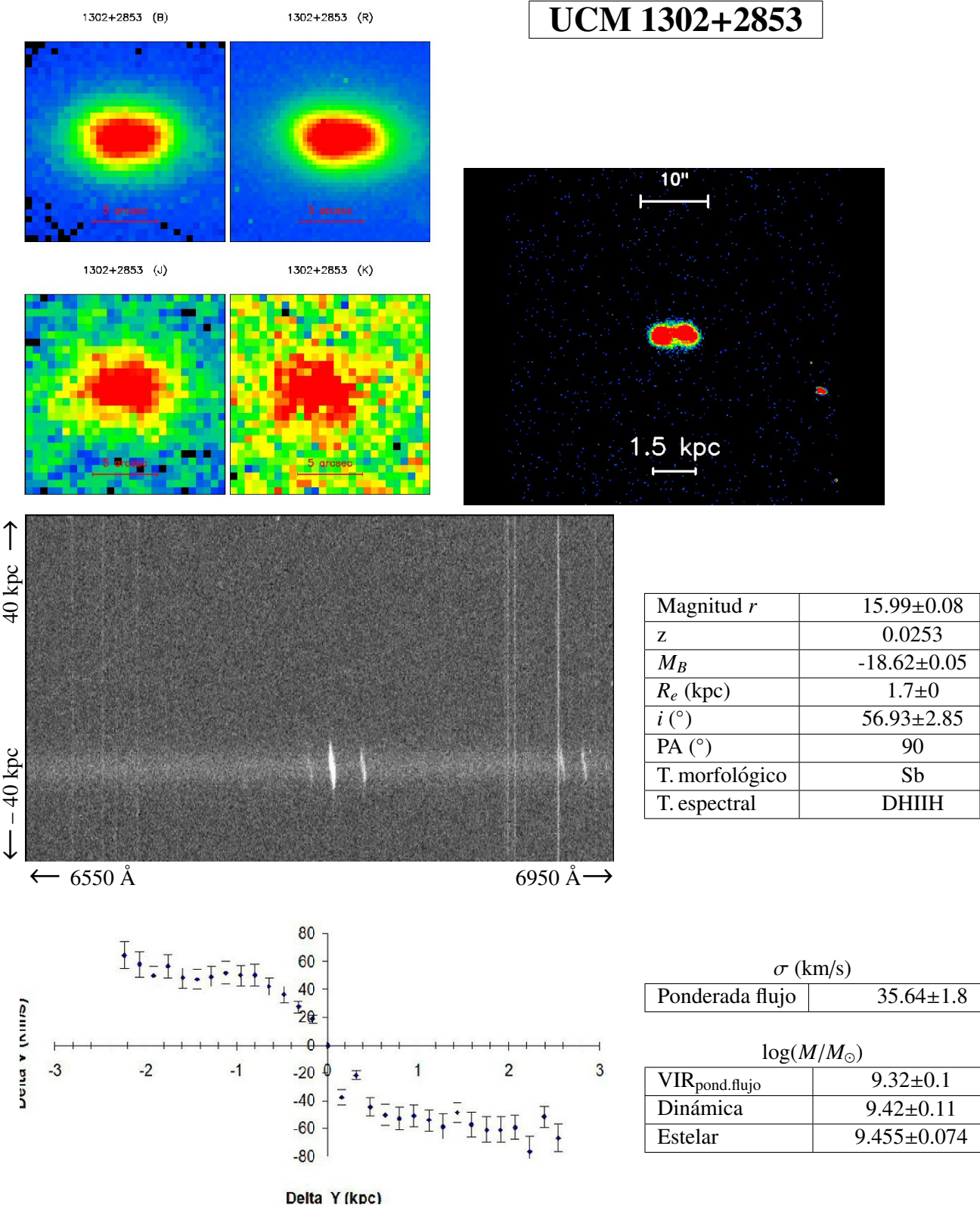
σ (km/s)	
Ponderada flujo	115.56±11.6

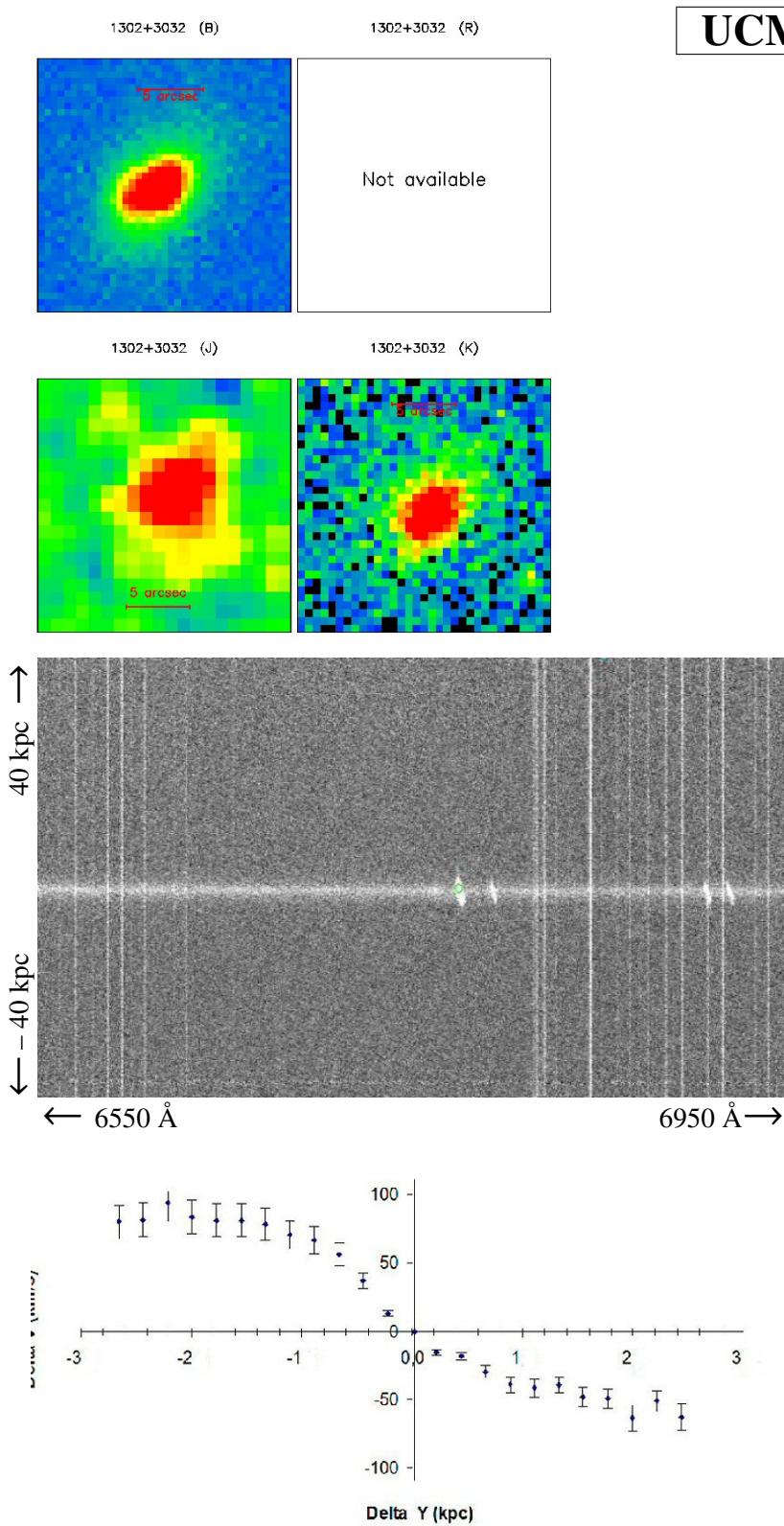
$\log(M/M_{\odot})$	
VIR _{pond.flujo}	10.4±0.15
Dinámica	9.98±0.13
Estelar	10.077±0.079

Ficha 71: Galaxia UCM 1259+3011.









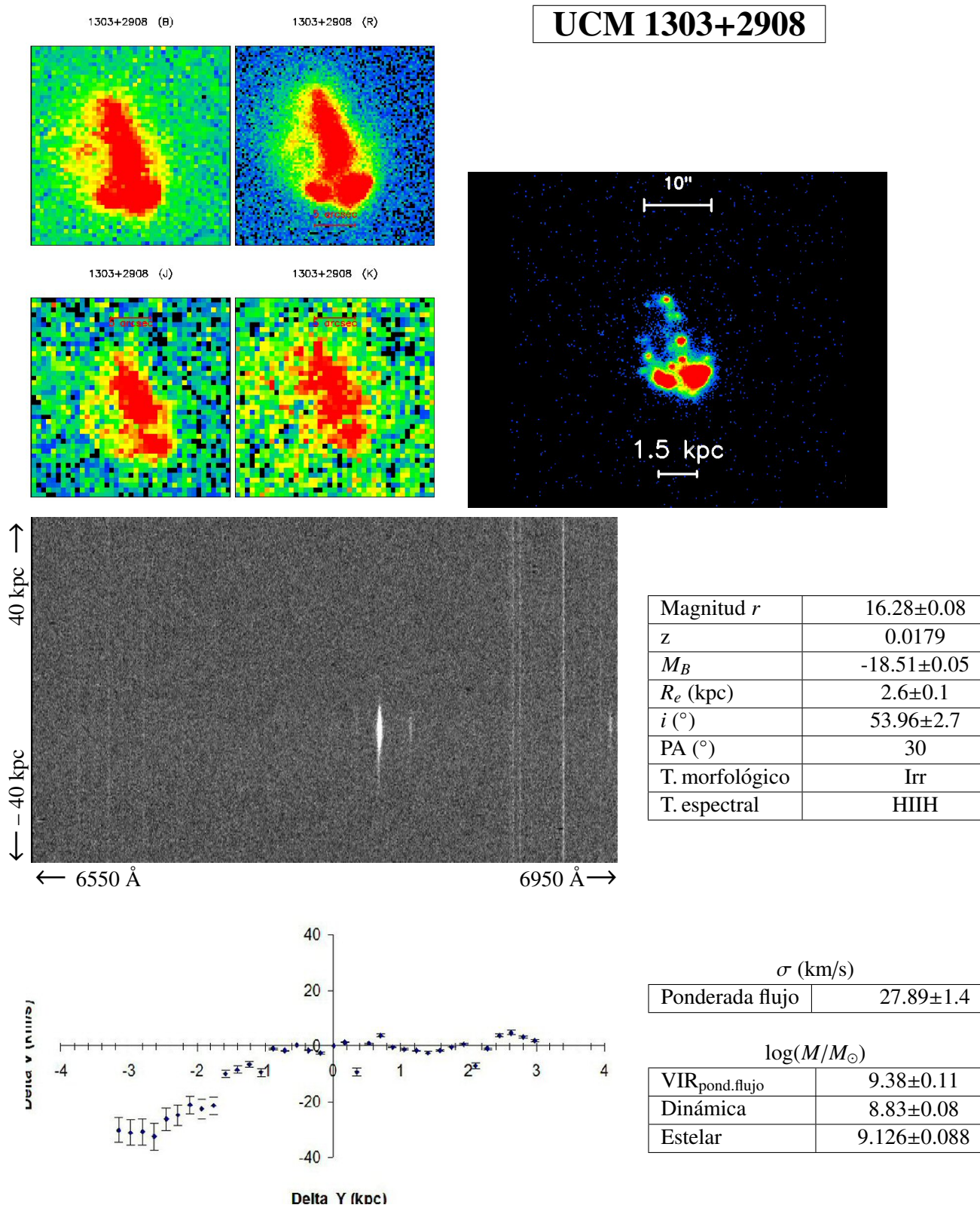
UCM 1302+3032

z	0.0178
M_B	-19.27 ± 0.06
R_e (kpc)	1.8 ± 0.1
i (°)	55.31 ± 2.77
PA (°)	305
T. morfológico	Sa
T. espectral	IIIIH

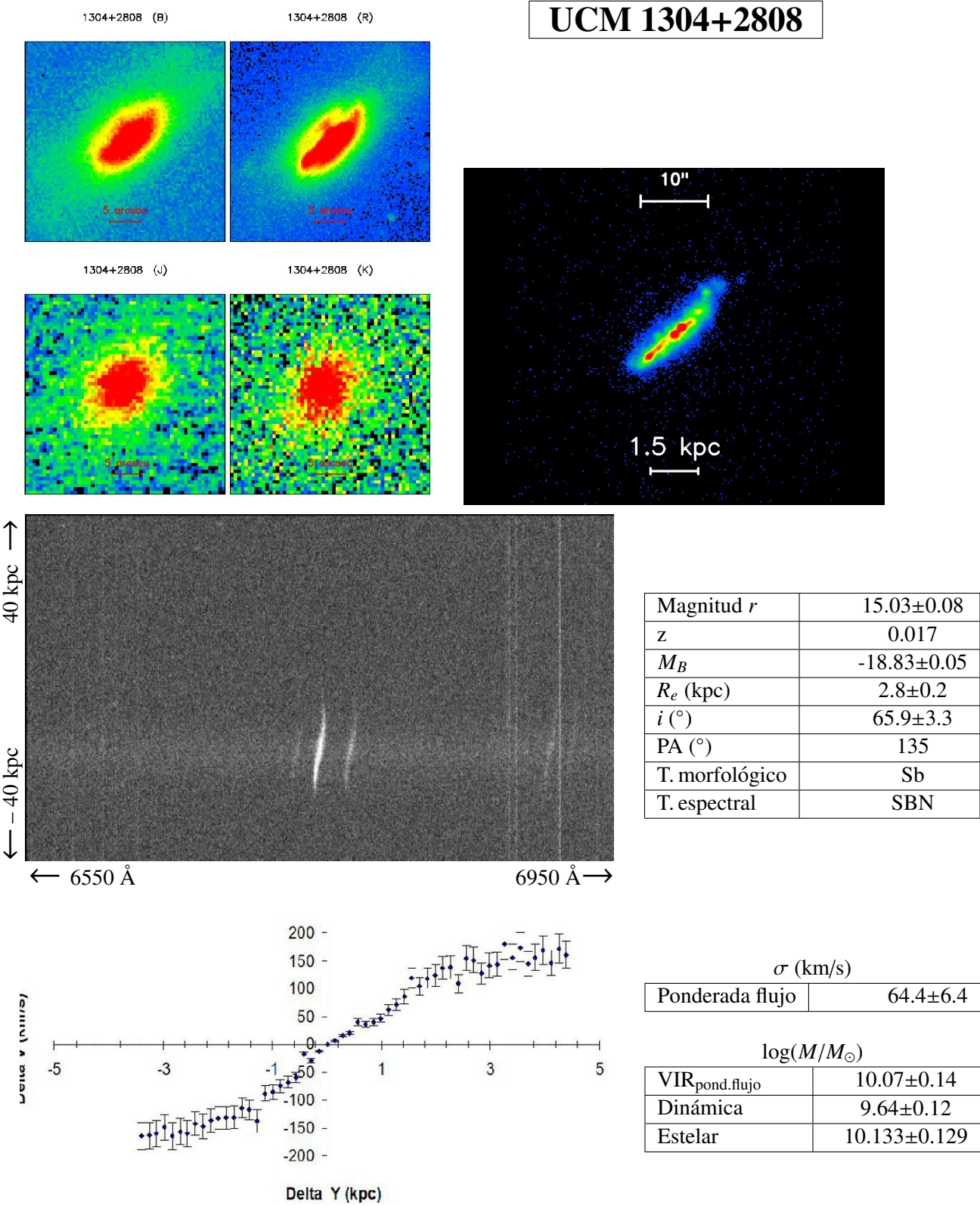
σ (km/s)	
Ponderada flujo	49.14 ± 2.5

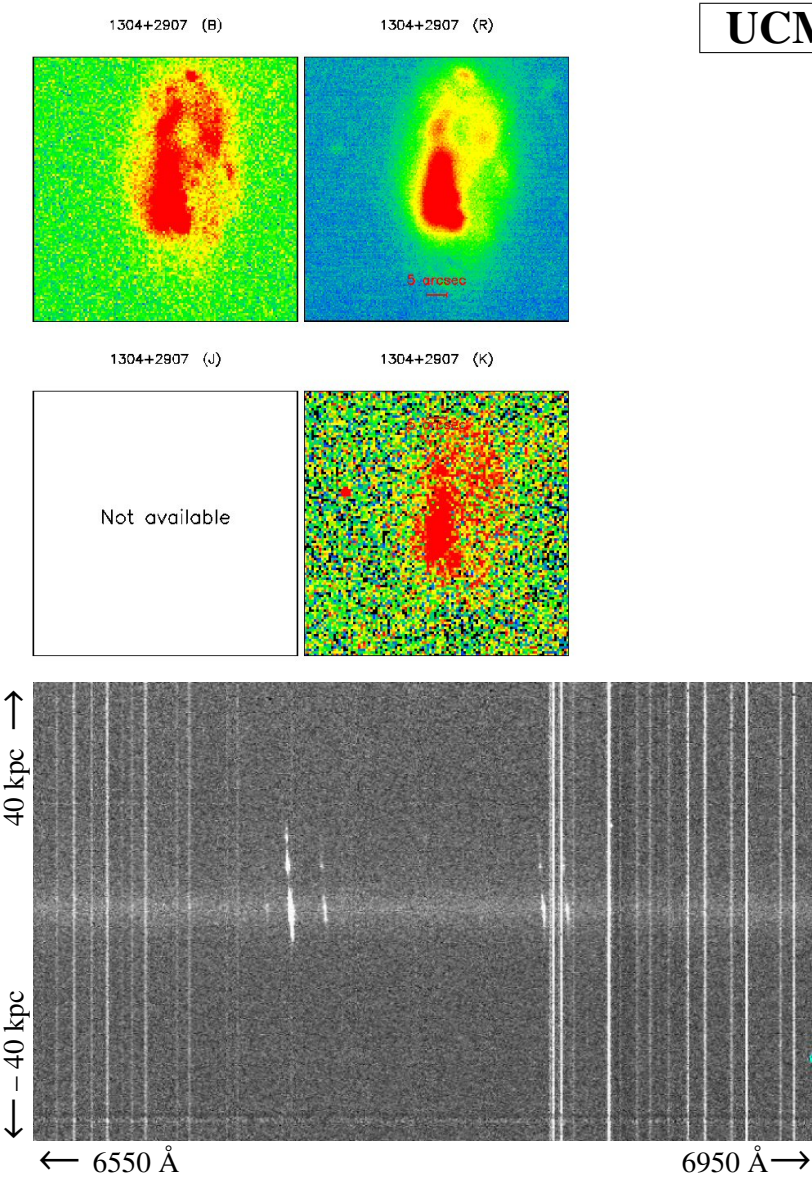
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.73 ± 0.12
Dinámica	9.35 ± 0.1
Estelar	9.666 ± 0.081

Ficha 75: Galaxia UCM 1302+3032.



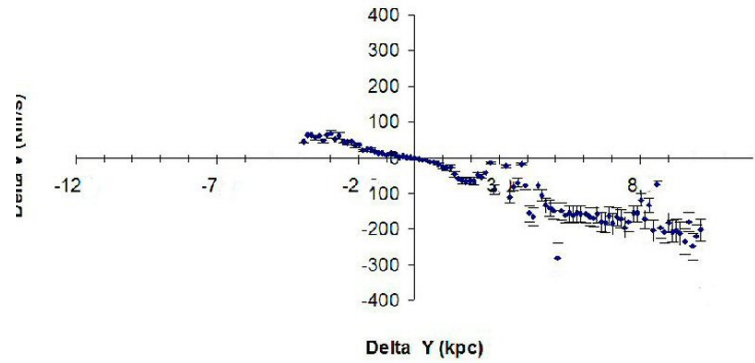
Ficha 76: Galaxia UCM 1303+2908.





UCM 1304+2907

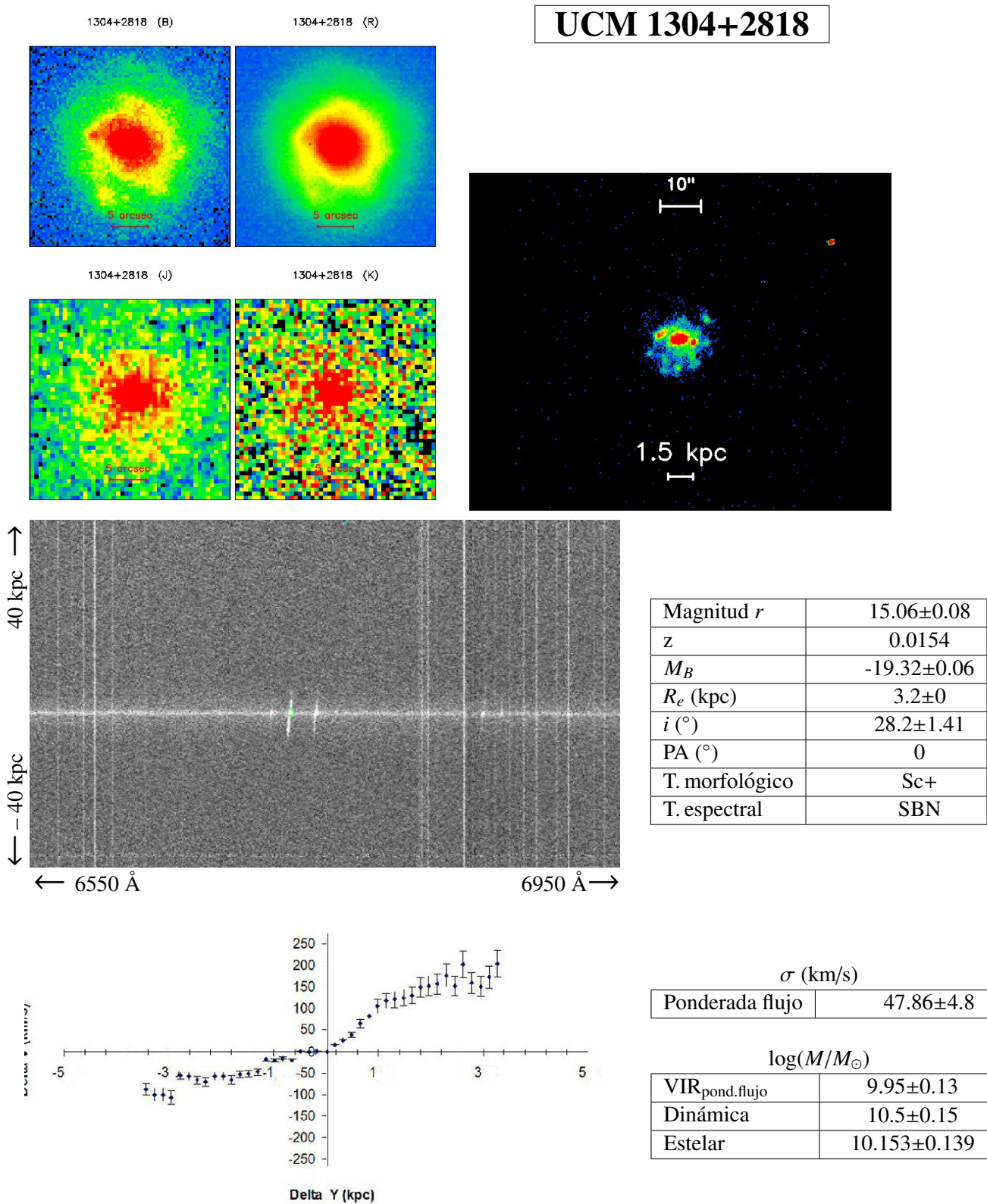
Magnitud r	14.61 ± 0.08
z	0.0194
M_B	-19.08 ± 0.06
R_e (kpc)	3.7 ± 0.3
i ($^\circ$)	61.95 ± 3.1
PA ($^\circ$)	6
T. morfológico	SBb
T. espectral	SBN

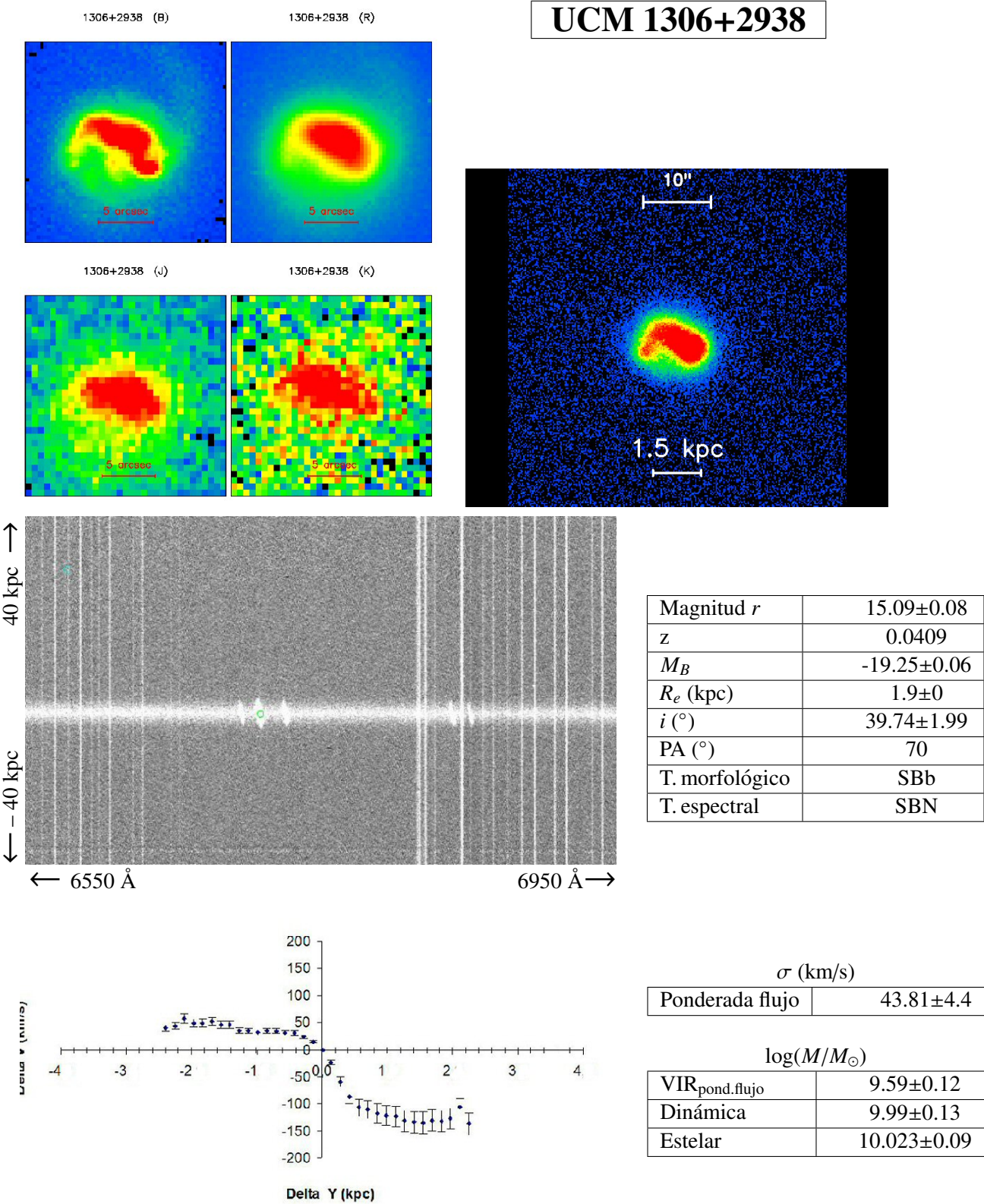


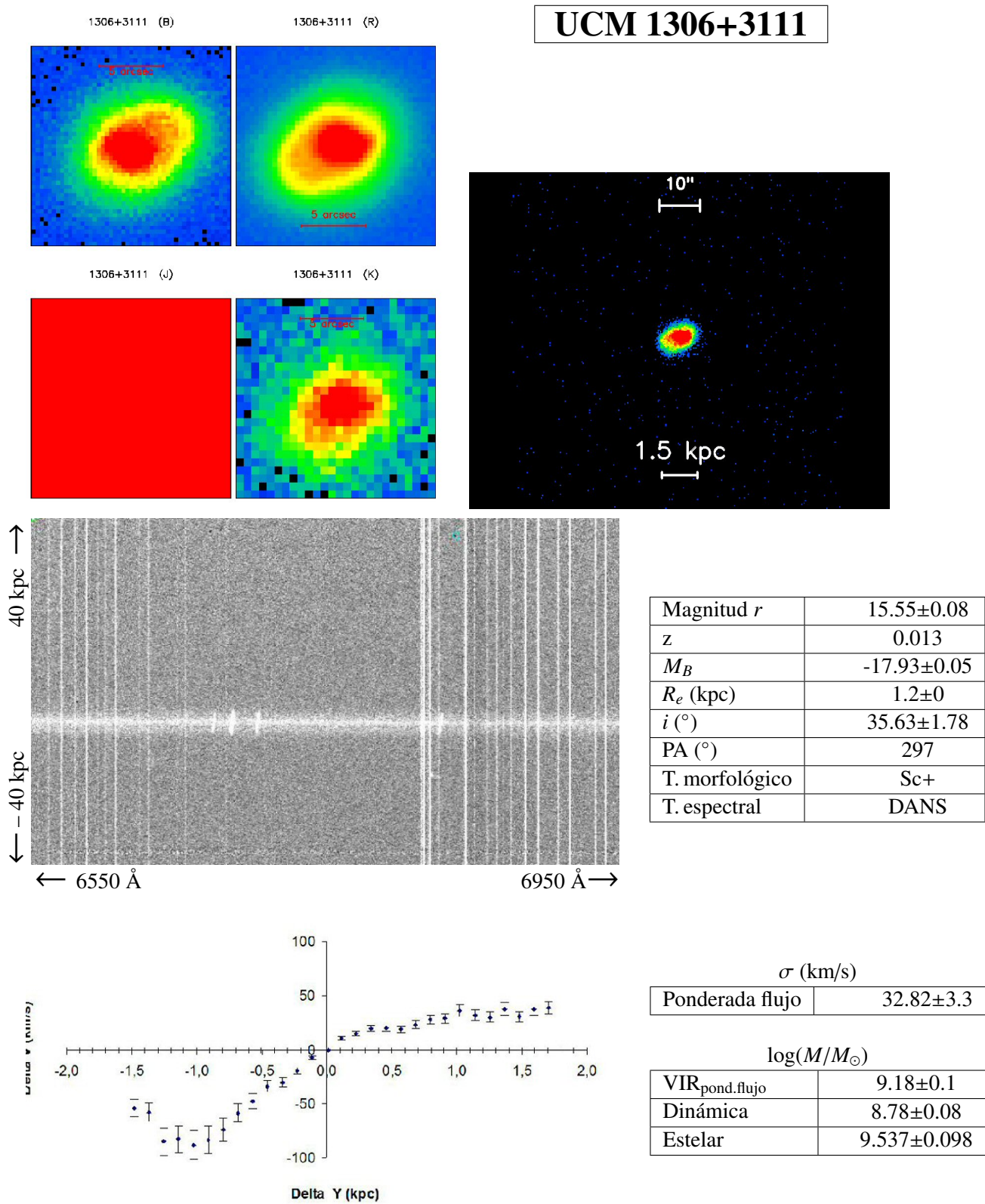
σ (km/s)	
Ponderada flujo	69.94 ± 7

$\log(M/M_\odot)$	
Estelar	7.355 ± 0.066

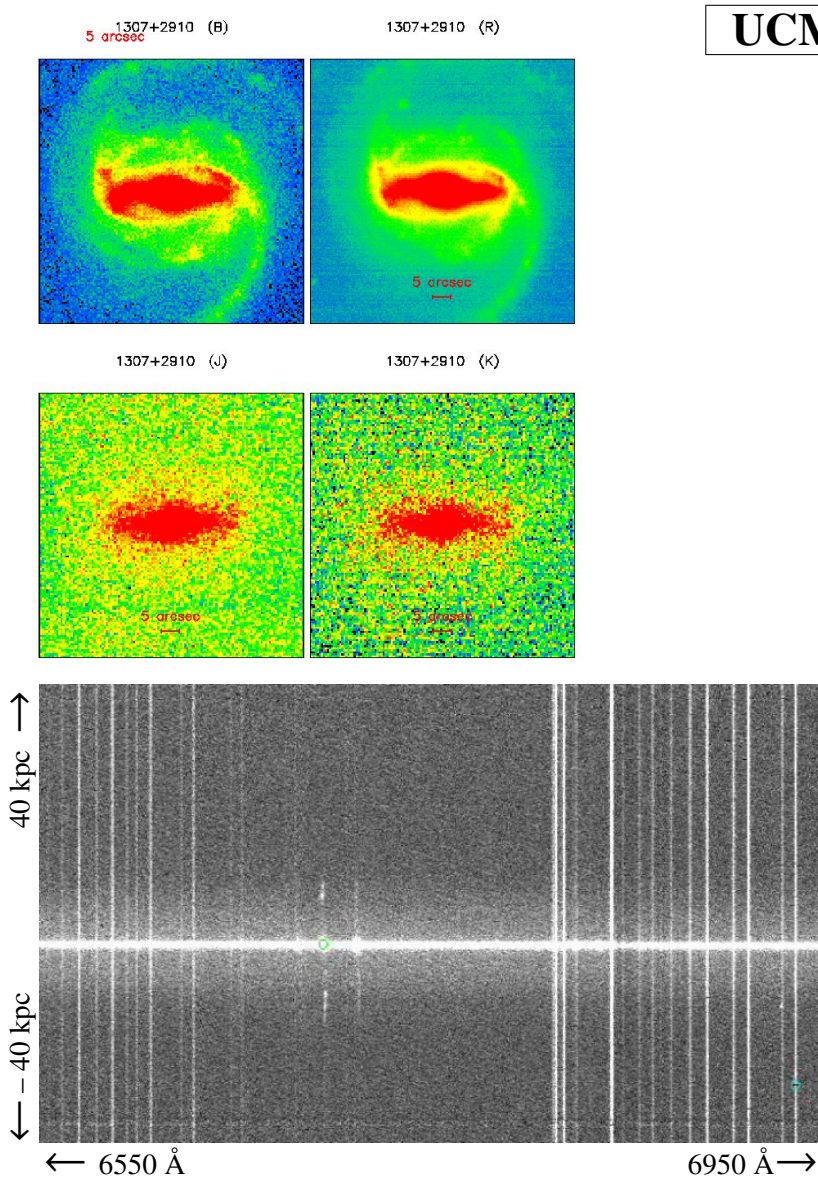
Ficha 78: Galaxia UCM 1304+2907.





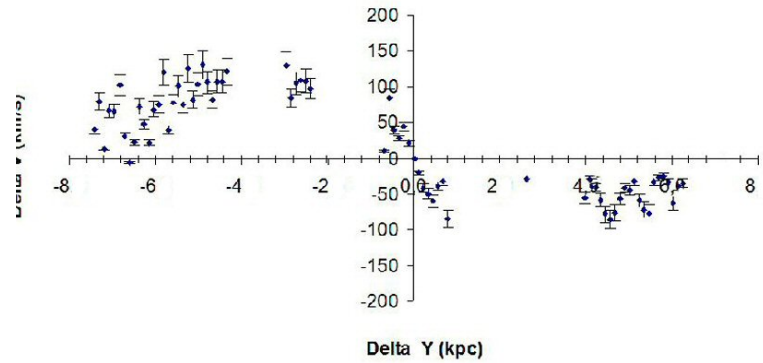


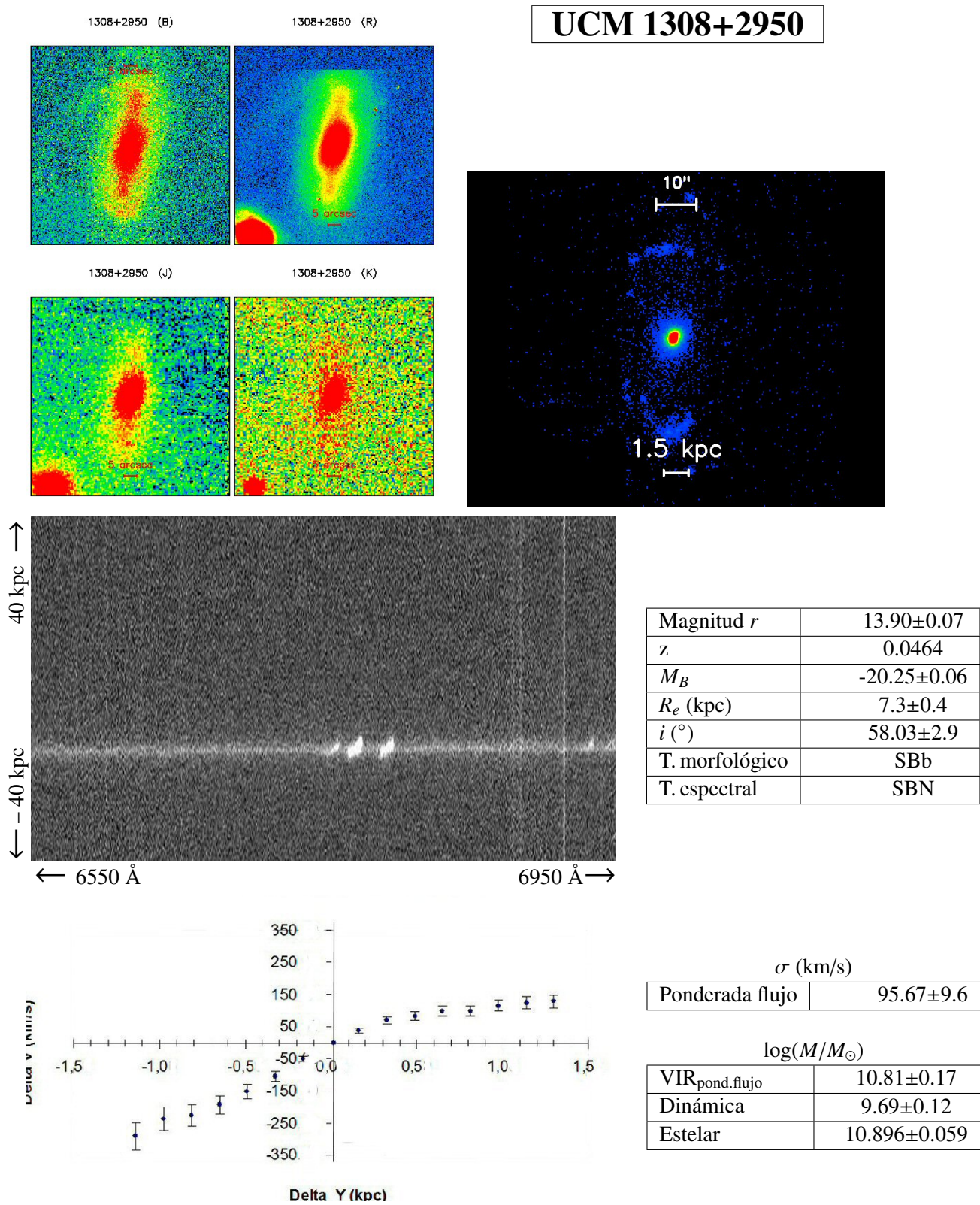
Ficha 81: Galaxia UCM 1306+3111.

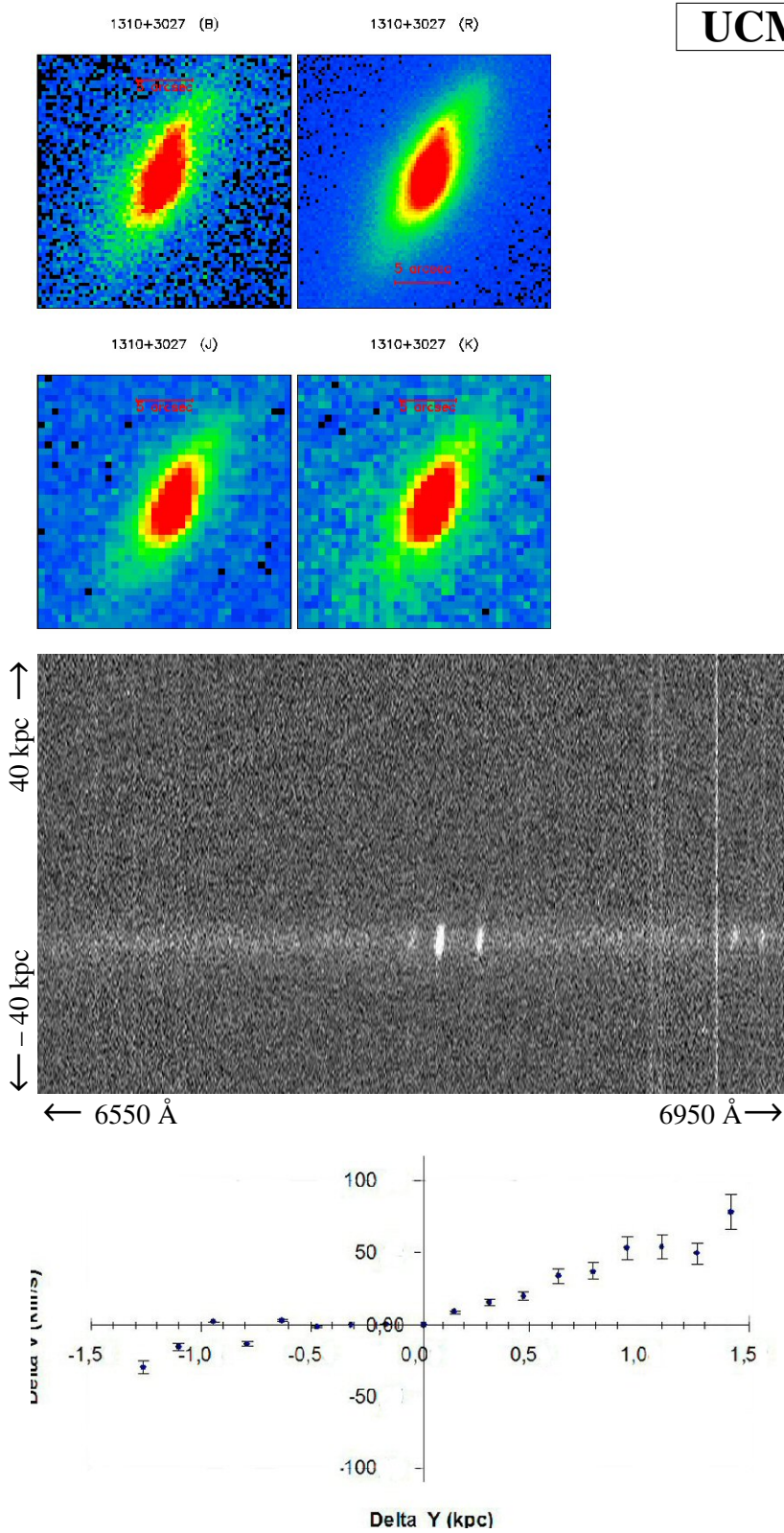


UCM 1307+2910

Magnitud <i>r</i>	13.22±0.07
<i>z</i>	0.0224
<i>M_B</i>	-20.34±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	6.8±0.2
<i>i</i> (°)	43.35±2.17
PA (°)	86
T. morfológico	SBb
T. espectral	SBN







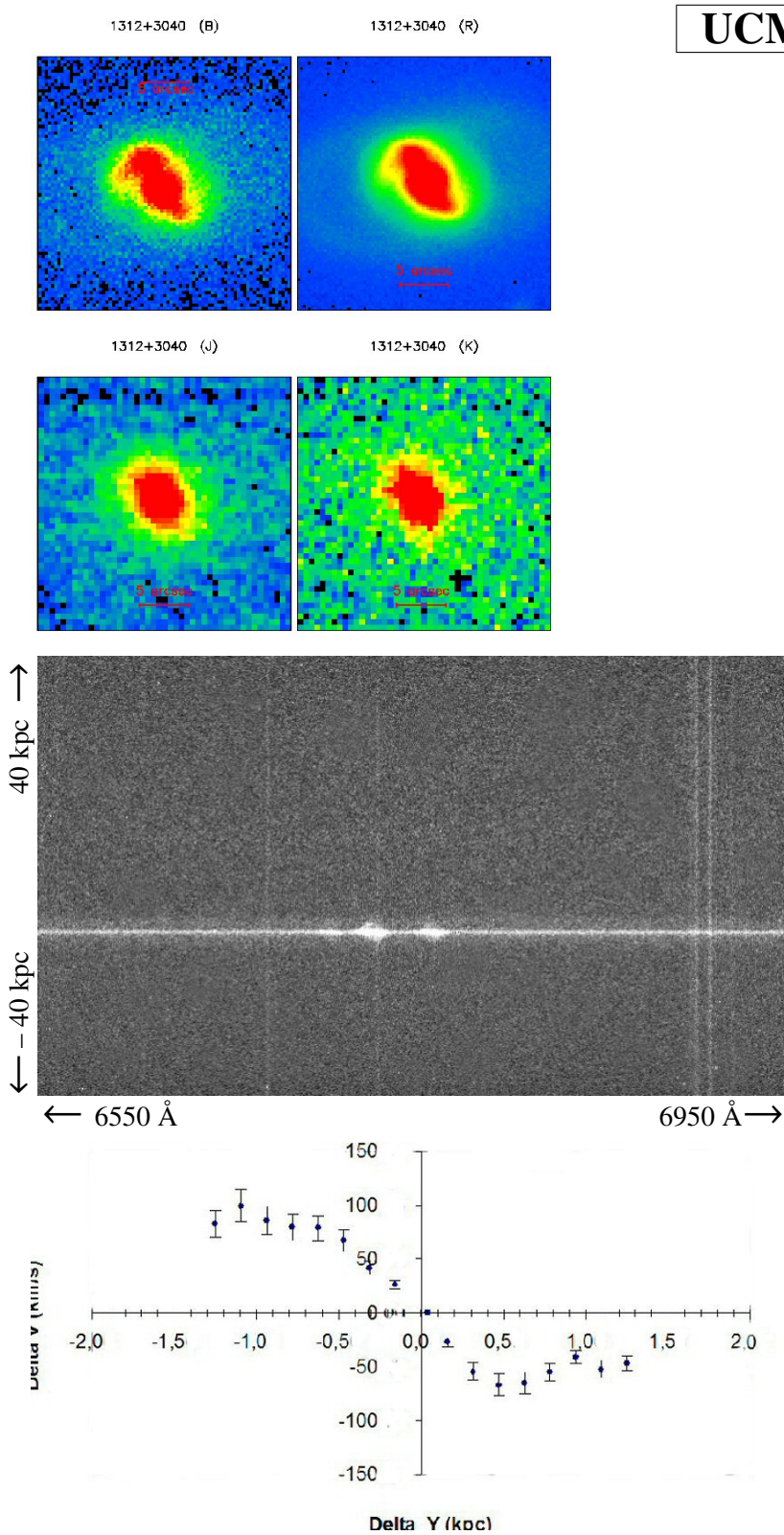
UCM 1310+3027

Magnitud <i>r</i>	15.80±0.08
<i>z</i>	0.0249
<i>M_B</i>	-18.4±0.05
<i>R_e</i> (kpc)	1.9±0.1
<i>i</i> (°)	58.04±2.9
PA (°)	340
T. morfológico	Sb
T. espectral	DANS

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	51.73±5.2

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	9.7±0.12
Dinámica	9.31±0.1
Estelar	10.207±0.088

Ficha 85: Galaxia UCM 1310+3027.



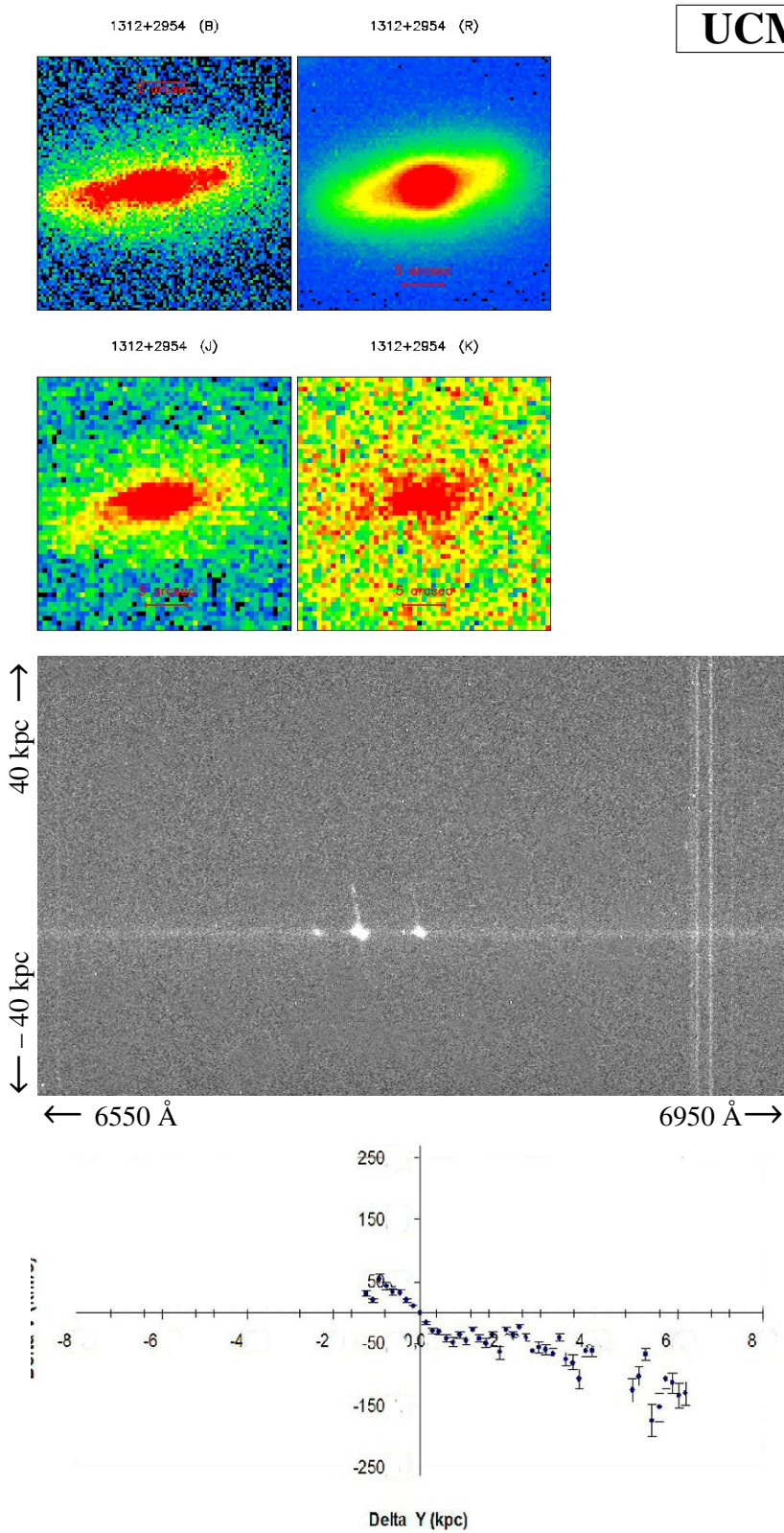
UCM 1312+3040

Magnitud <i>r</i>	14.80±0.08
<i>z</i>	0.0236
<i>M_B</i>	-19.37±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	2.3±0.1
<i>i</i> (°)	72.52±3.63
PA (°)	210
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	137.8±13.8

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	10.65±0.16
Dinámica	8.81±0.08
Estelar	10.614±0.089

Ficha 86: Galaxia UCM 1312+3040.



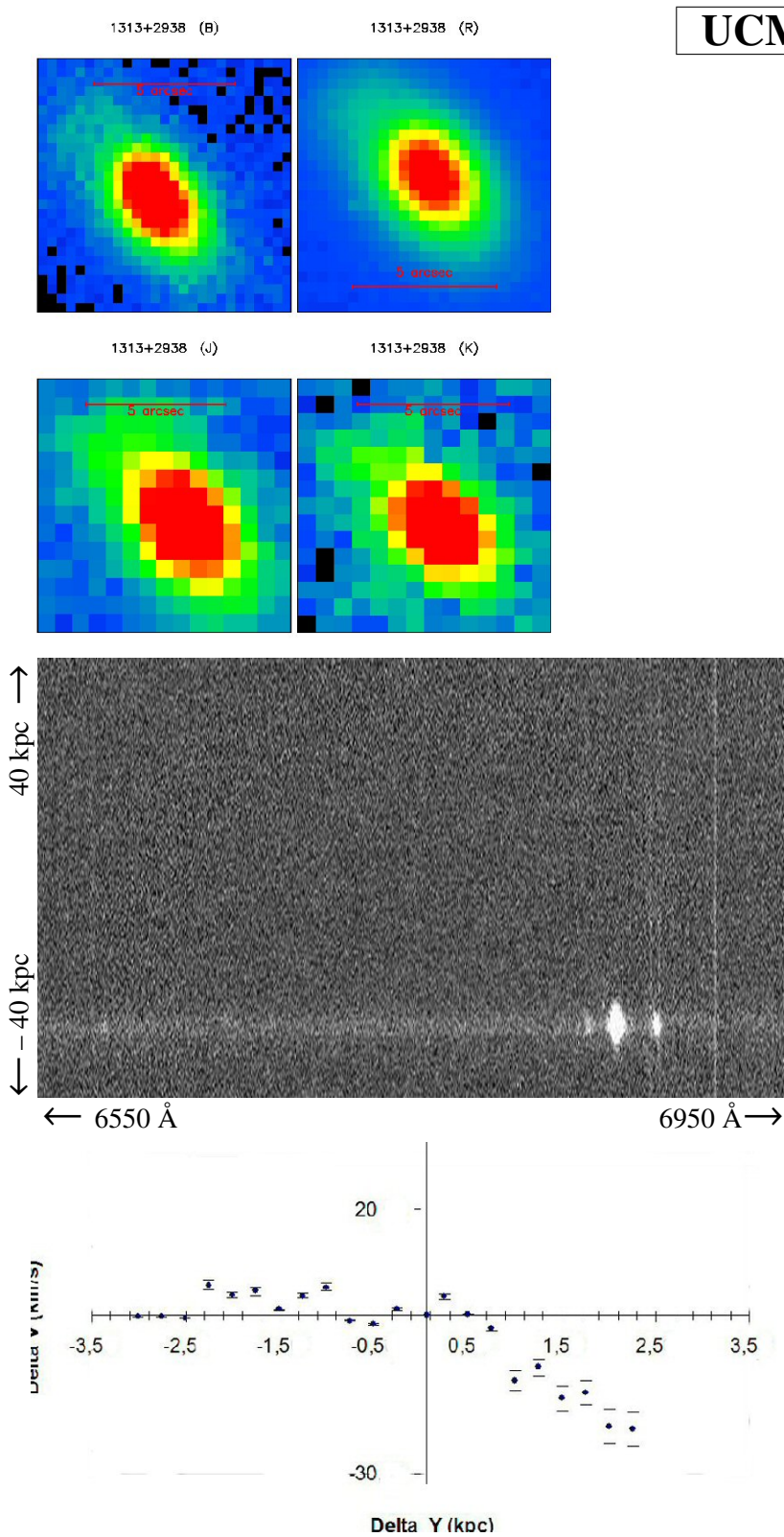
UCM 1312+2954

Magnitud <i>r</i>	15.24±0.08
<i>z</i>	0.023
<i>M_B</i>	-18.86±0.05
<i>R_e</i> (kpc)	3±0.1
PA (°)	280
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	44.74±4.5

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	10.94±0.17
Dinámica	10.06±0.14
Estelar	10.359±0.077

Ficha 87: Galaxia UCM 1312+2954.



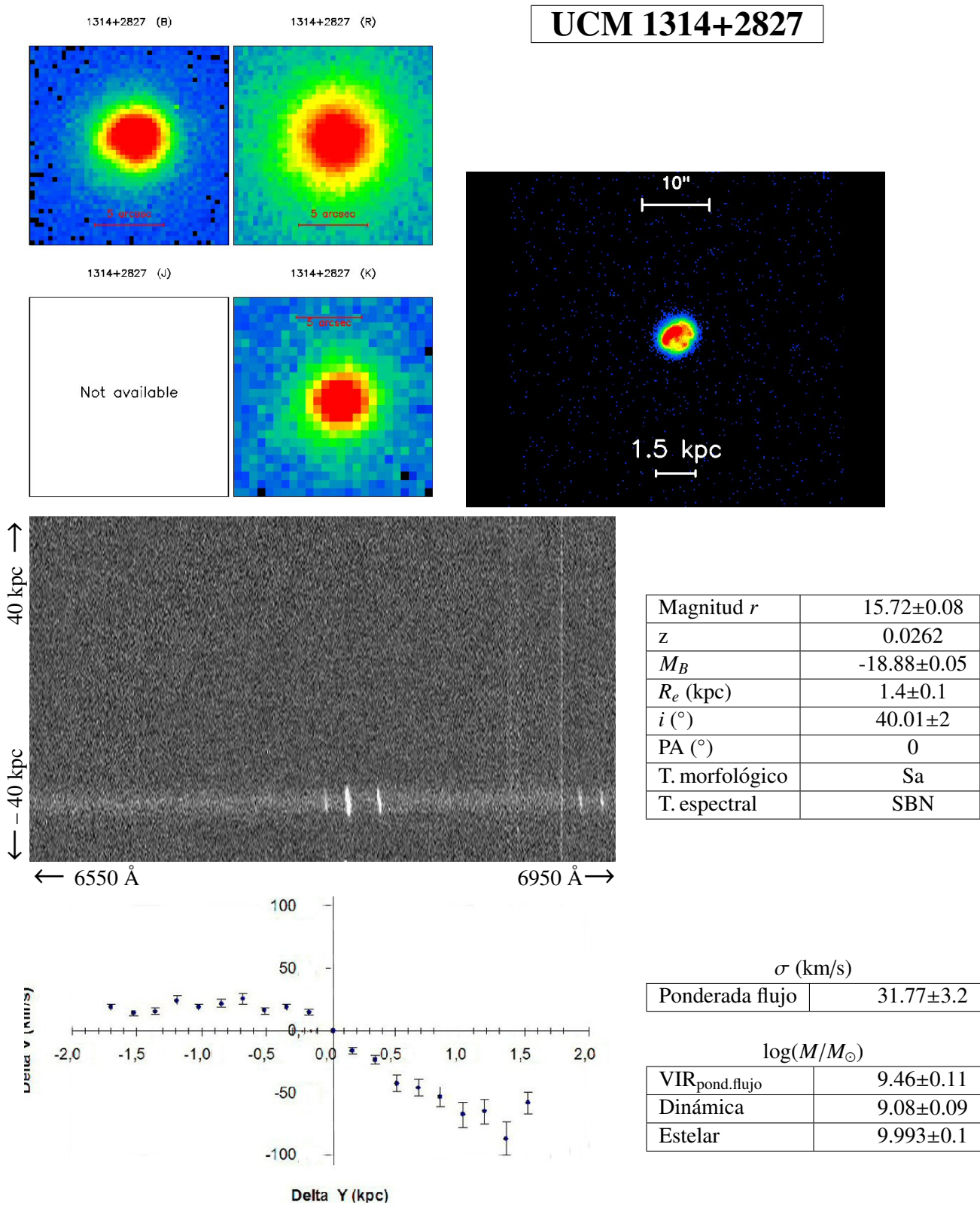
UCM 1313+2938

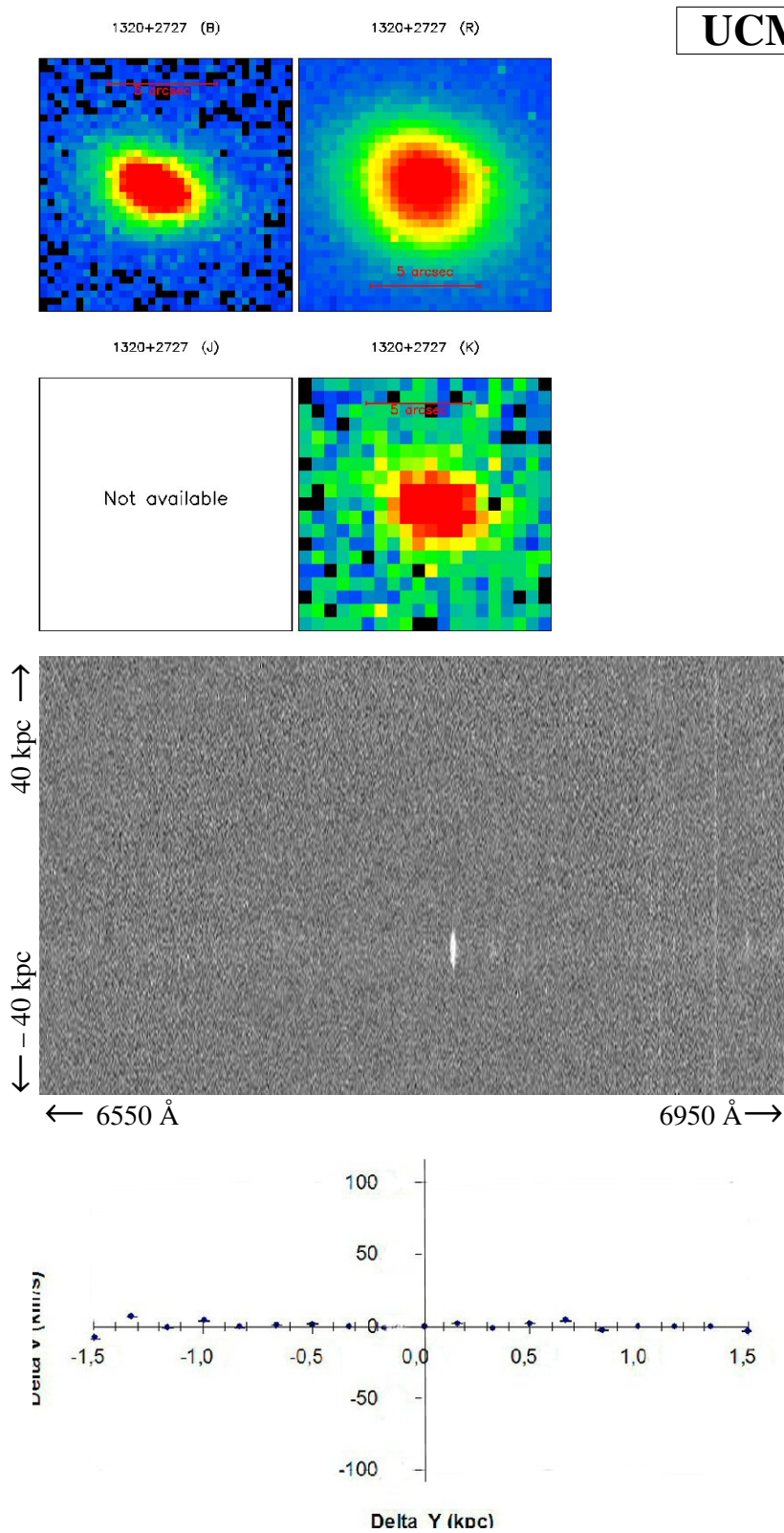
Magnitud r	16.56 ± 0.08
z	0.0346
M_B	-19.23 ± 0.06
R_e (kpc)	1.3 ± 0.1
i ($^\circ$)	89.74 ± 4.49
PA ($^\circ$)	40
T. morfológico	Sa
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	57.5 ± 2.9

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.77 ± 0.12
Dinámica	8.38 ± 0.06
Estelar	9.685 ± 0.201

Ficha 88: Galaxia UCM 1313+2938.





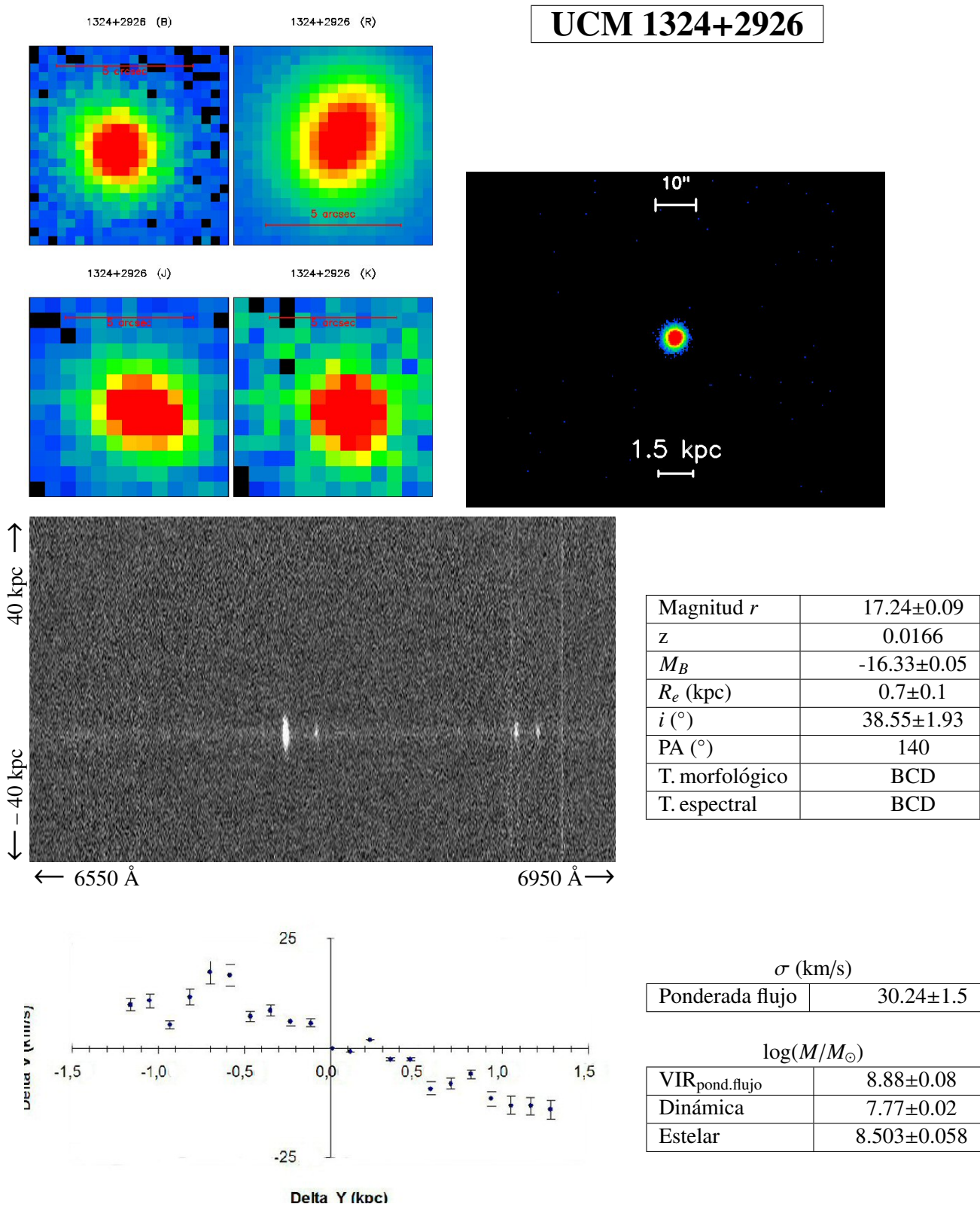
UCM 1320+2727

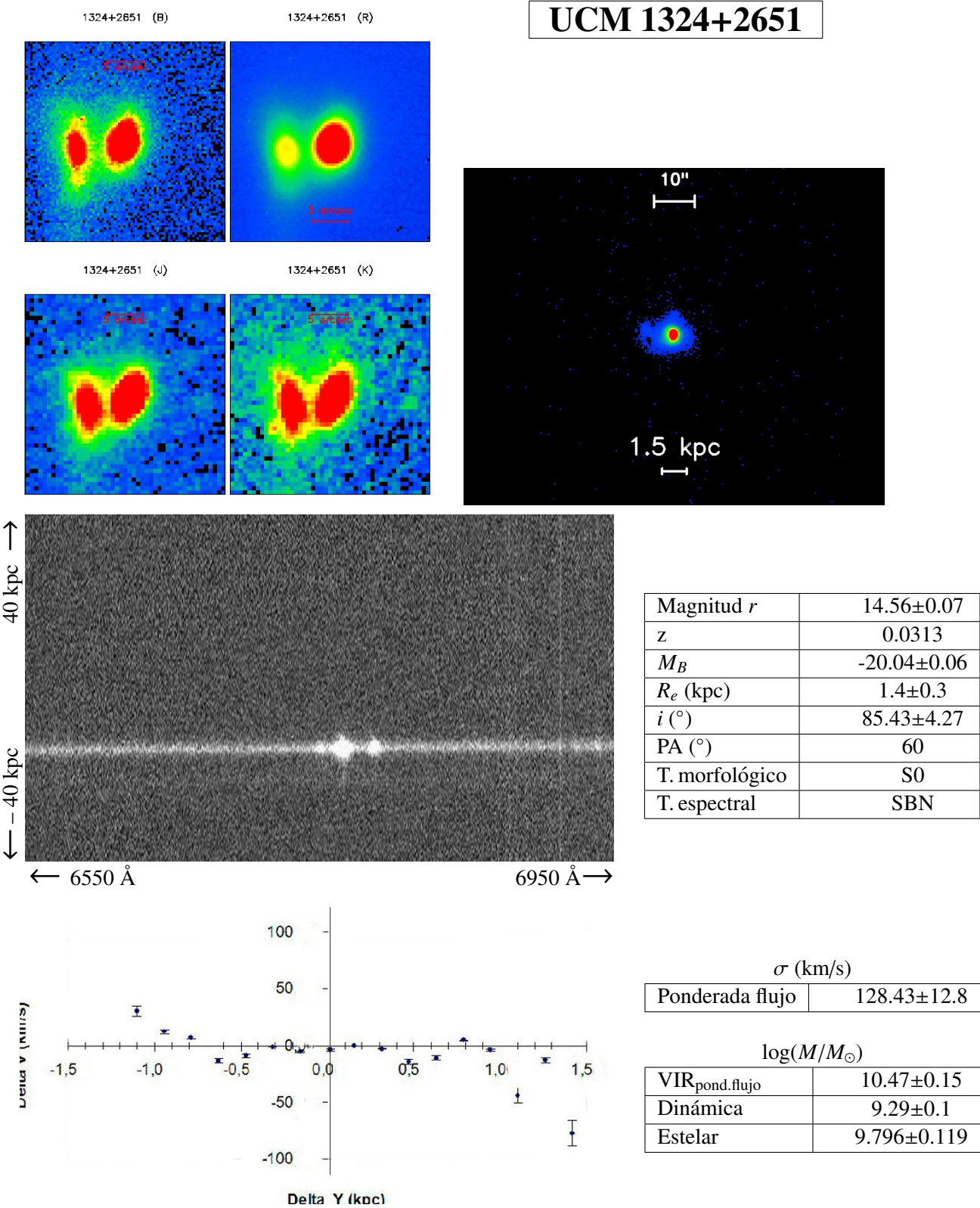
Magnitud r	17.08 ± 0.09
z	0.03
M_B	-17.74 ± 0.05
R_e (kpc)	0.9 ± 0.1
i (°)	59.36 ± 2.97
PA (°)	60
T. morfológico	Sb
T. espectral	DHIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	25.4 ± 1.3

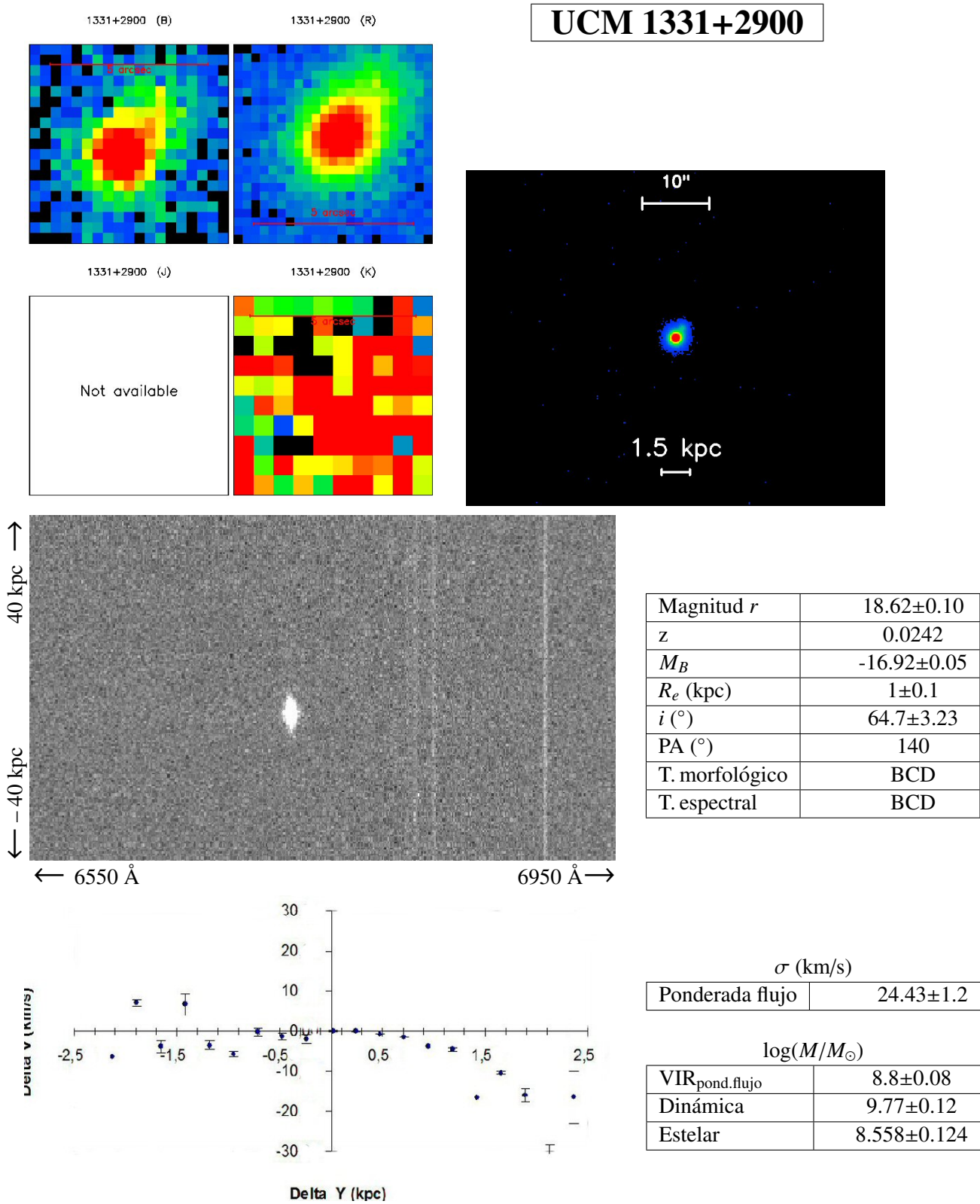
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.03 ± 0.09
Dinámica	6.65
Estelar	8.872 ± 0.082

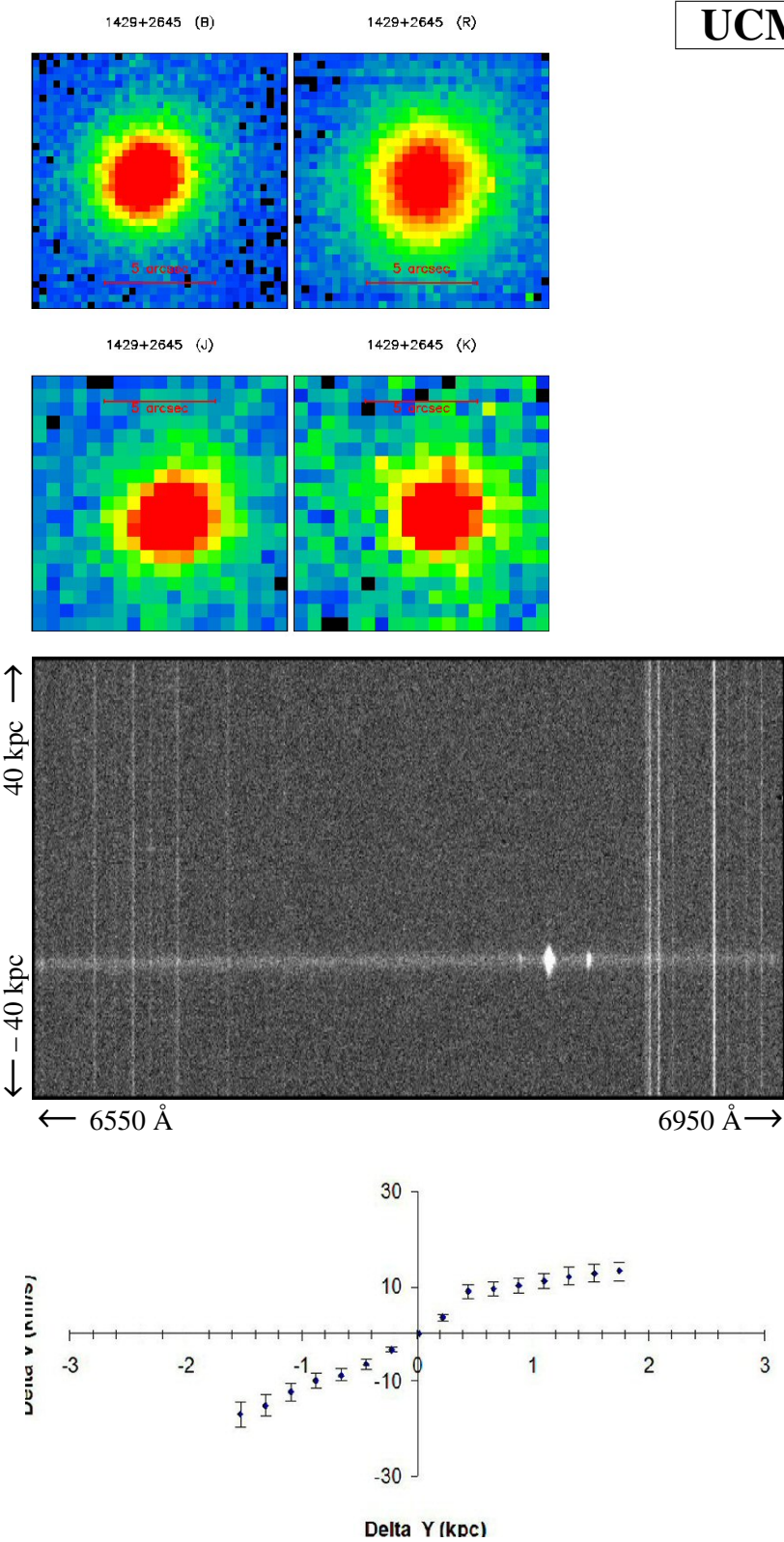
Ficha 90: Galaxia UCM 1320+2727.





Ficha 92: Galaxia UCM 1324+2651.





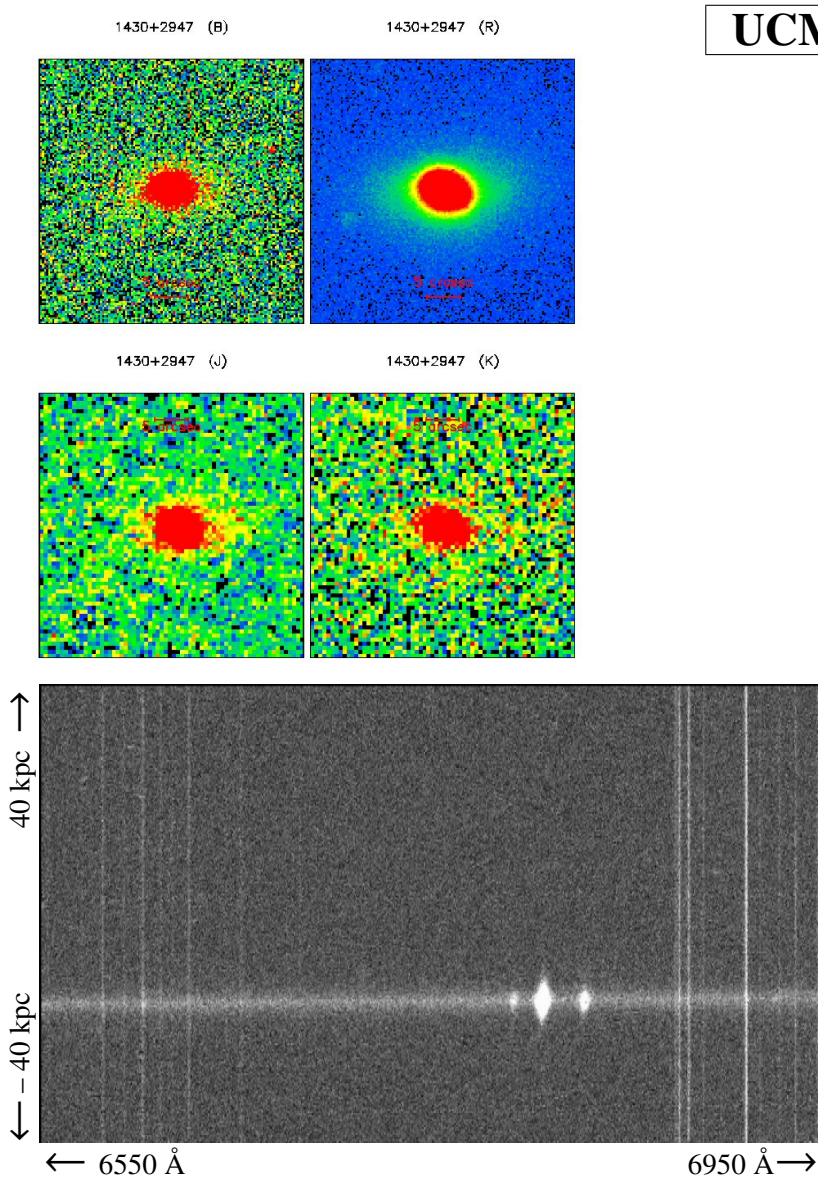
UCM 1429+2645

Magnitud r	17.12 ± 0.09
z	0.0252
M_B	-17.99 ± 0.05
R_e (kpc)	1.6 ± 0.1
i ($^\circ$)	25 ± 1.25
PA ($^\circ$)	0
T. morfológico	Sb
T. espectral	DHIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	36.7 ± 1.8

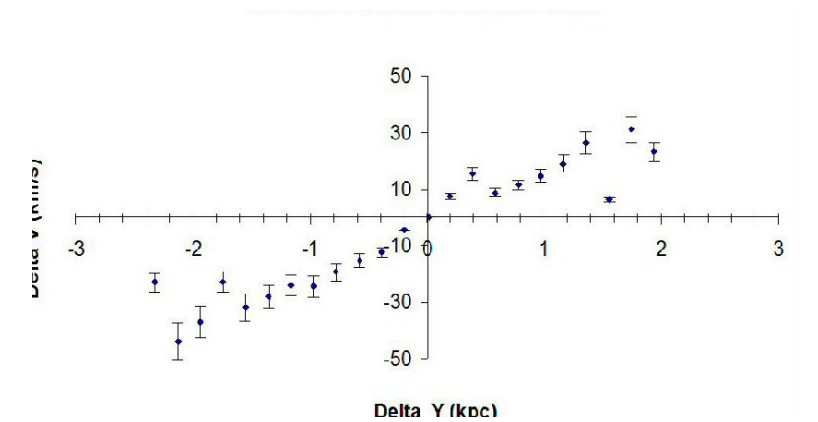
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.46 ± 0.11
Dinámica	7.85 ± 0.03
Estelar	9.273 ± 0.082

Ficha 94: Galaxia UCM 1429+2645.



UCM 1430+2947

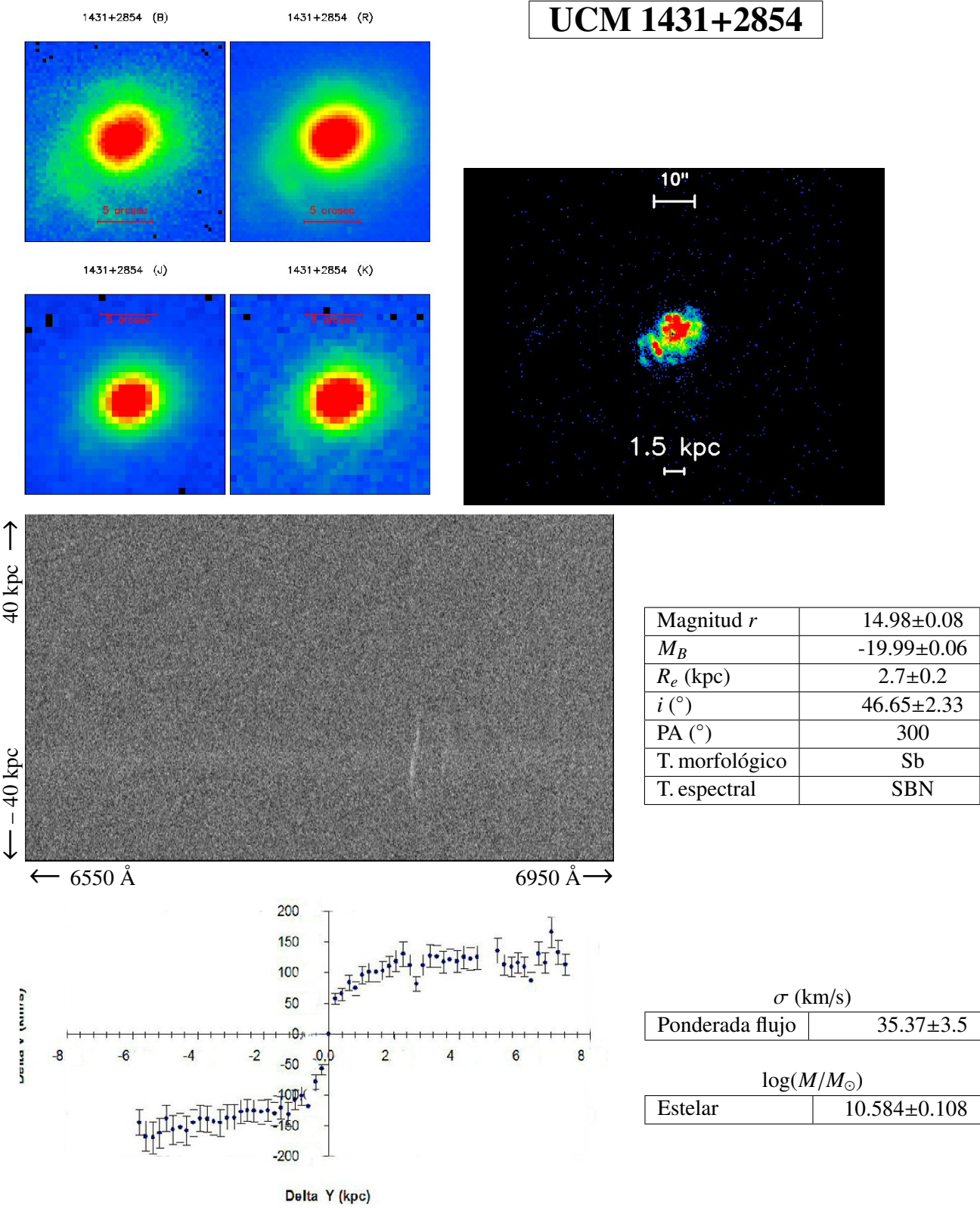
Magnitud r	15.92 ± 0.08
z	0.0248
M_B	-19.06 ± 0.05
R_e (kpc)	1.4 ± 0.1
i (°)	57.66 ± 2.88
PA (°)	90
T. morfológico	S0
T. espectral	IIIIH



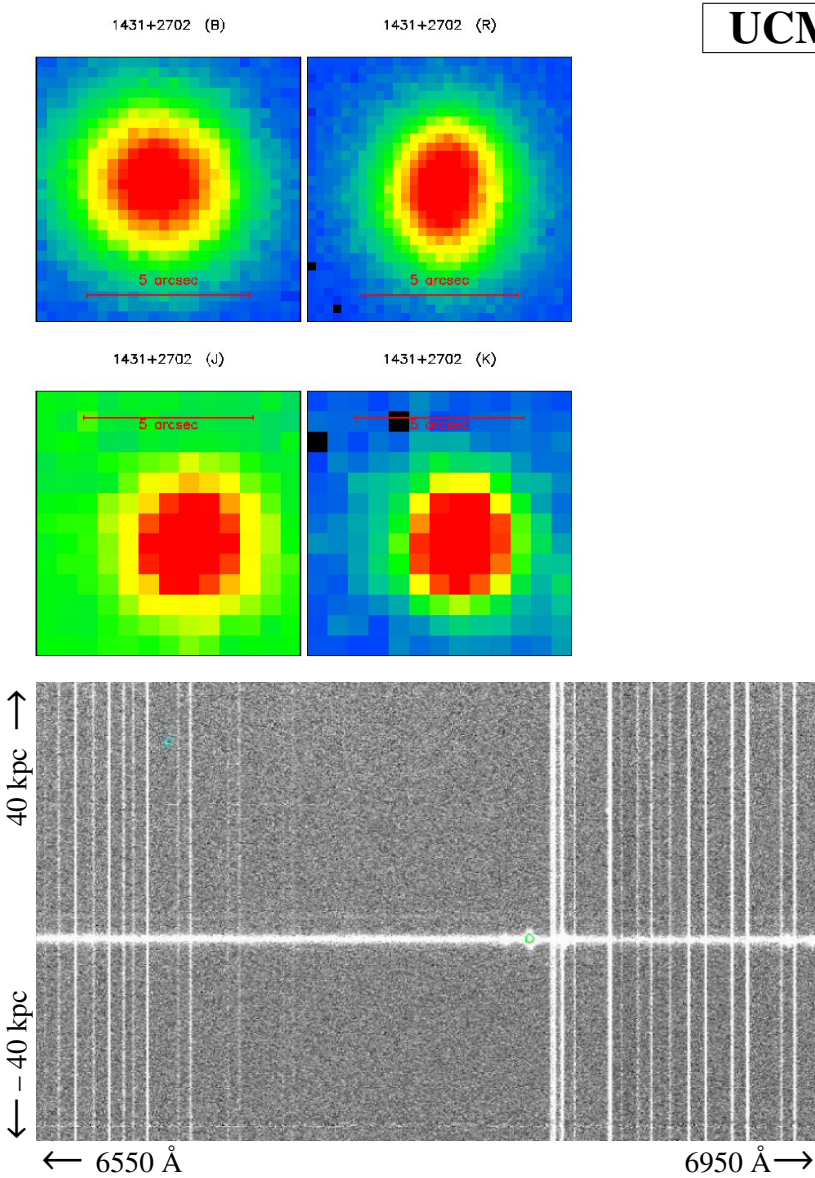
σ (km/s)	
Ponderada flujo	57.68 ± 2.9

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.74 ± 0.12
Dinámica	8.38 ± 0.06
Estelar	9.971 ± 0.144

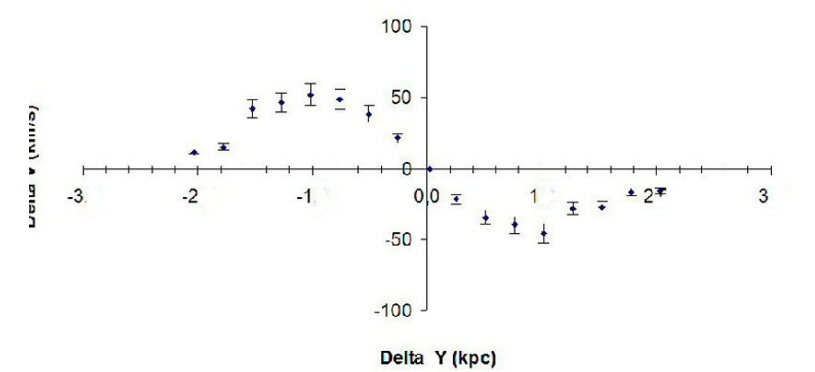
Ficha 95: Galaxia UCM 1430+2947.



UCM 1431+2702



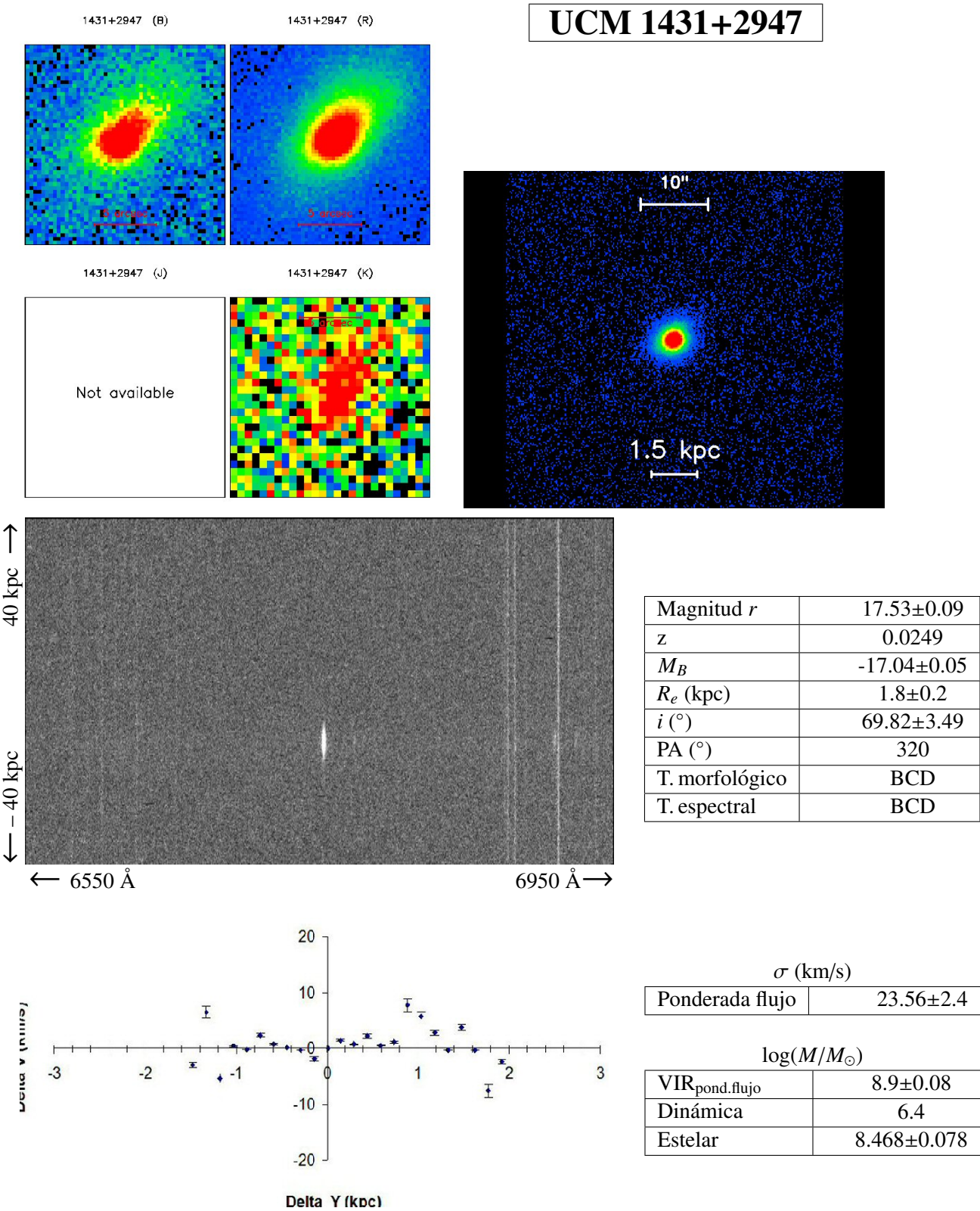
Magnitud r	16.76 ± 0.09
z	0.0277
M_B	-18.91 ± 0.05
R_e (kpc)	1.9 ± 0.1
i ($^\circ$)	29.08 ± 1.45
PA ($^\circ$)	67
T. morfológico	Sa
T. espectral	IIIIH

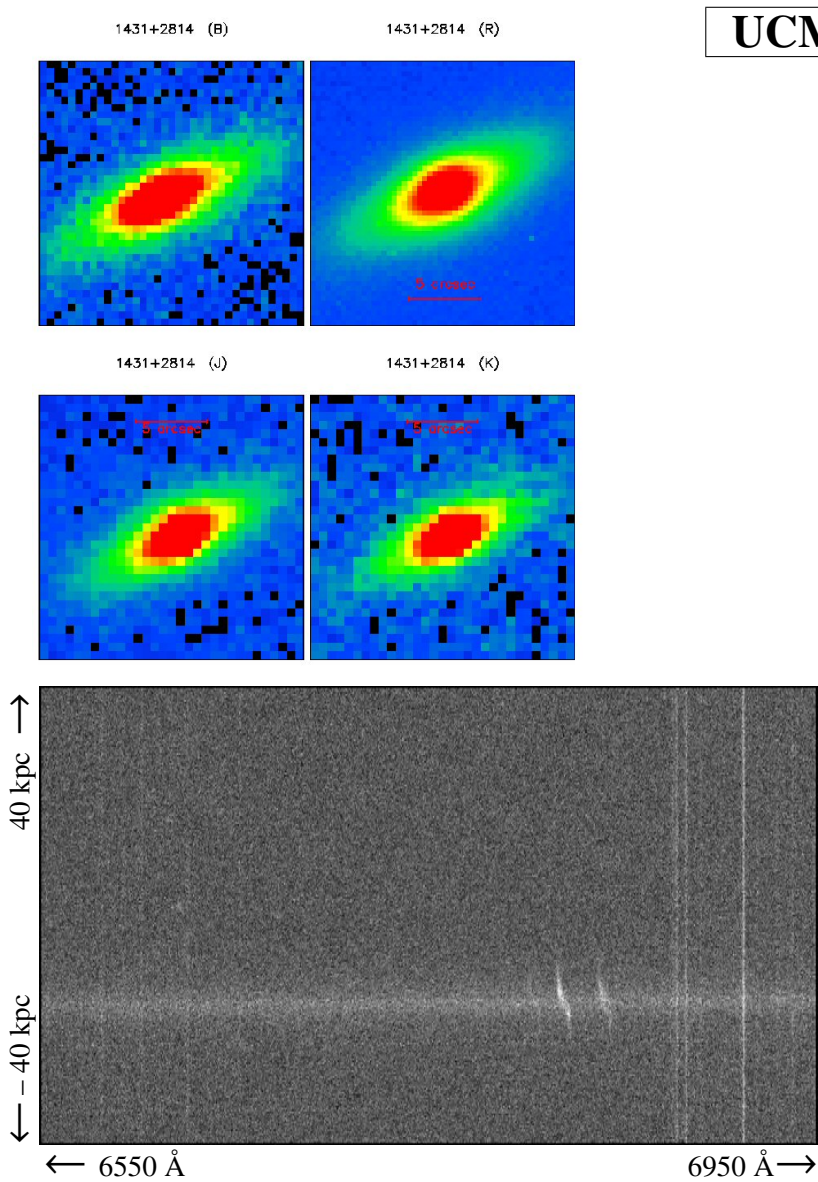


σ (km/s)	
Ponderada flujo	55.51 ± 2.8

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.76 ± 0.12
Dinámica	8.05 ± 0.04
Estelar	9.606 ± 0.253

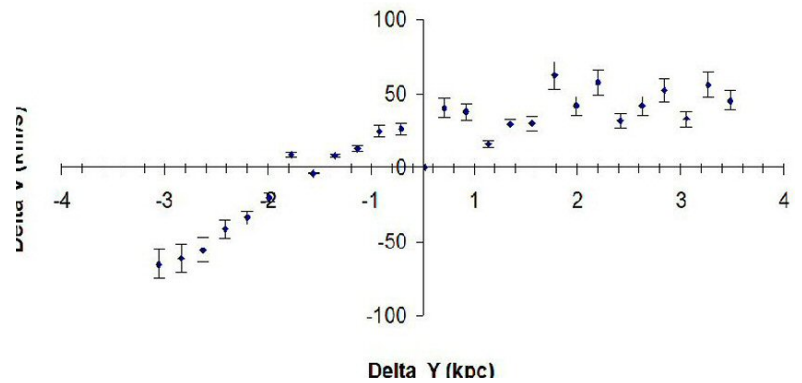
Ficha 97: Galaxia UCM 1431+2702.





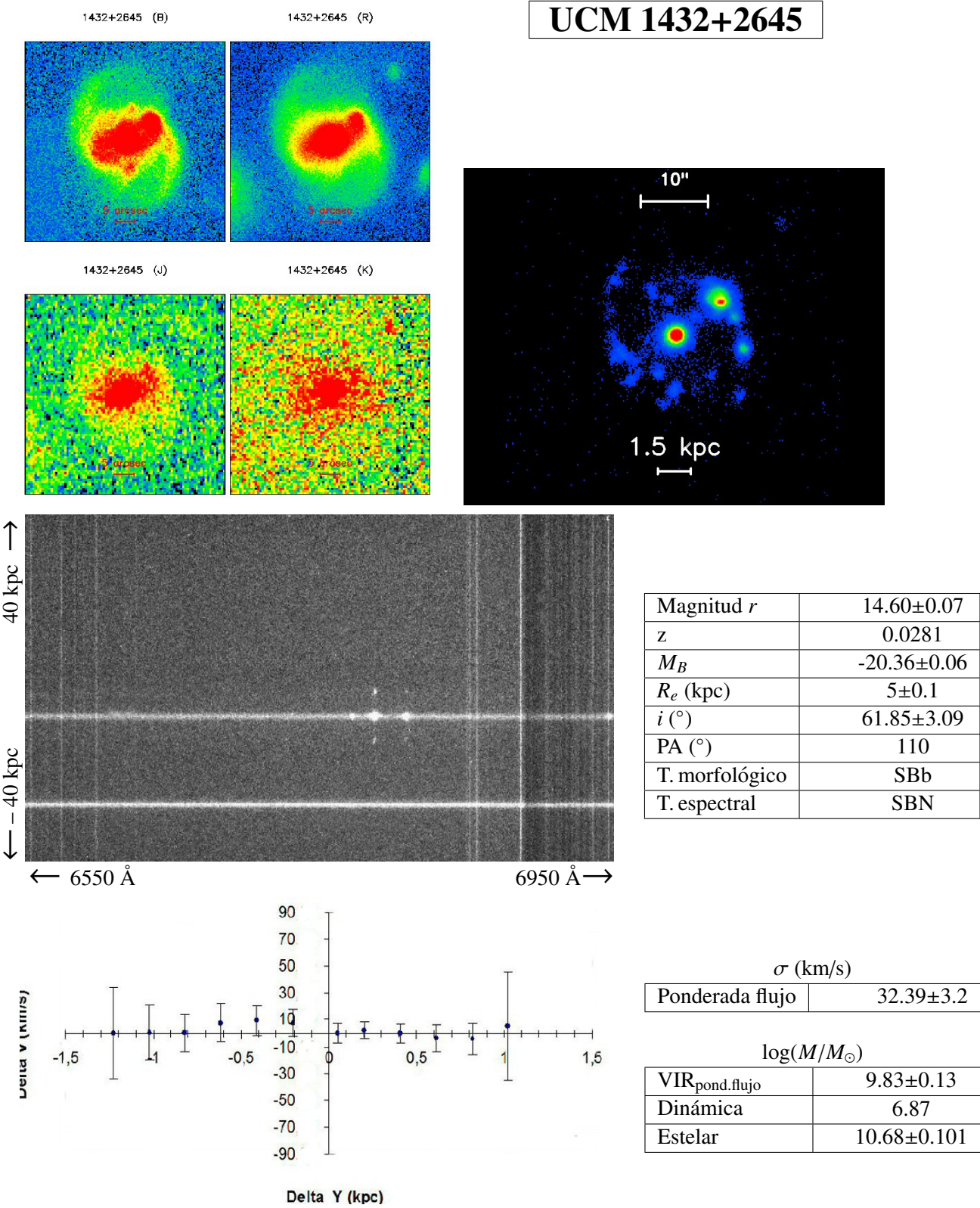
UCM 1431+2814

Magnitud r	15.95 ± 0.08
M_B	-18.8 ± 0.05
R_e (kpc)	1.8 ± 0.1
i (°)	70.54 ± 3.53
PA (°)	295
T. morfológico	Sb
T. espectral	DANS



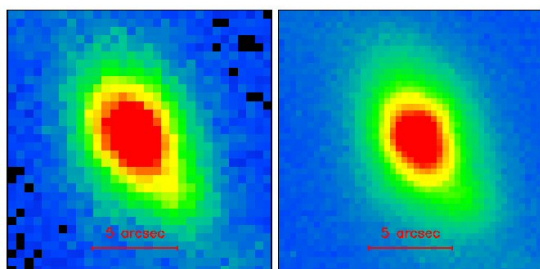
σ (km/s)	
Ponderada flujo	64.44 ± 6.4

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.99 ± 0.13
Dinámica	9.65 ± 0.12
Estelar	10.424 ± 0.129



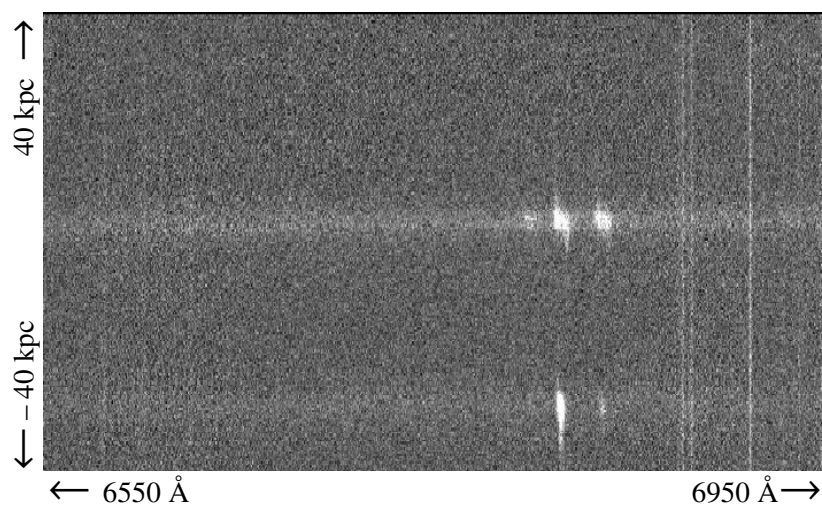
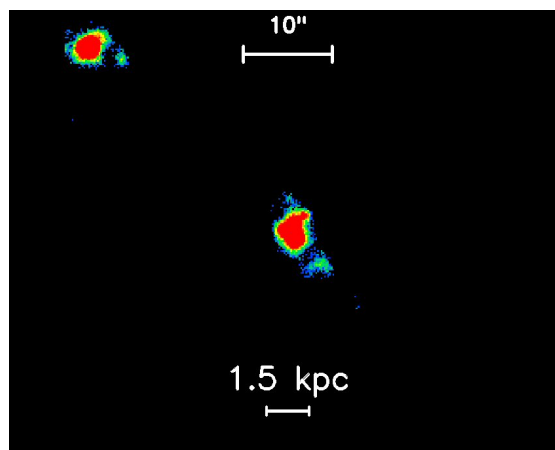
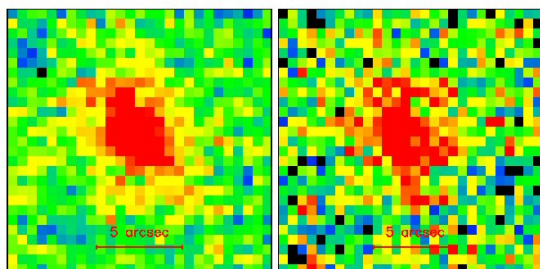
1440+2521S (B)

1440+2521S (R)

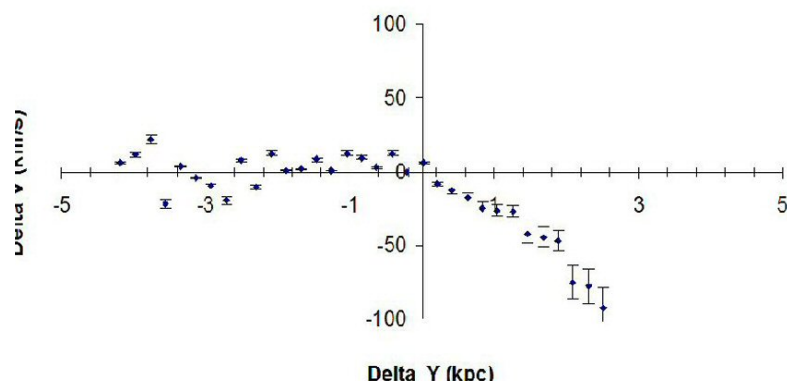


1440+2521S (J)

1440+2521S (K)

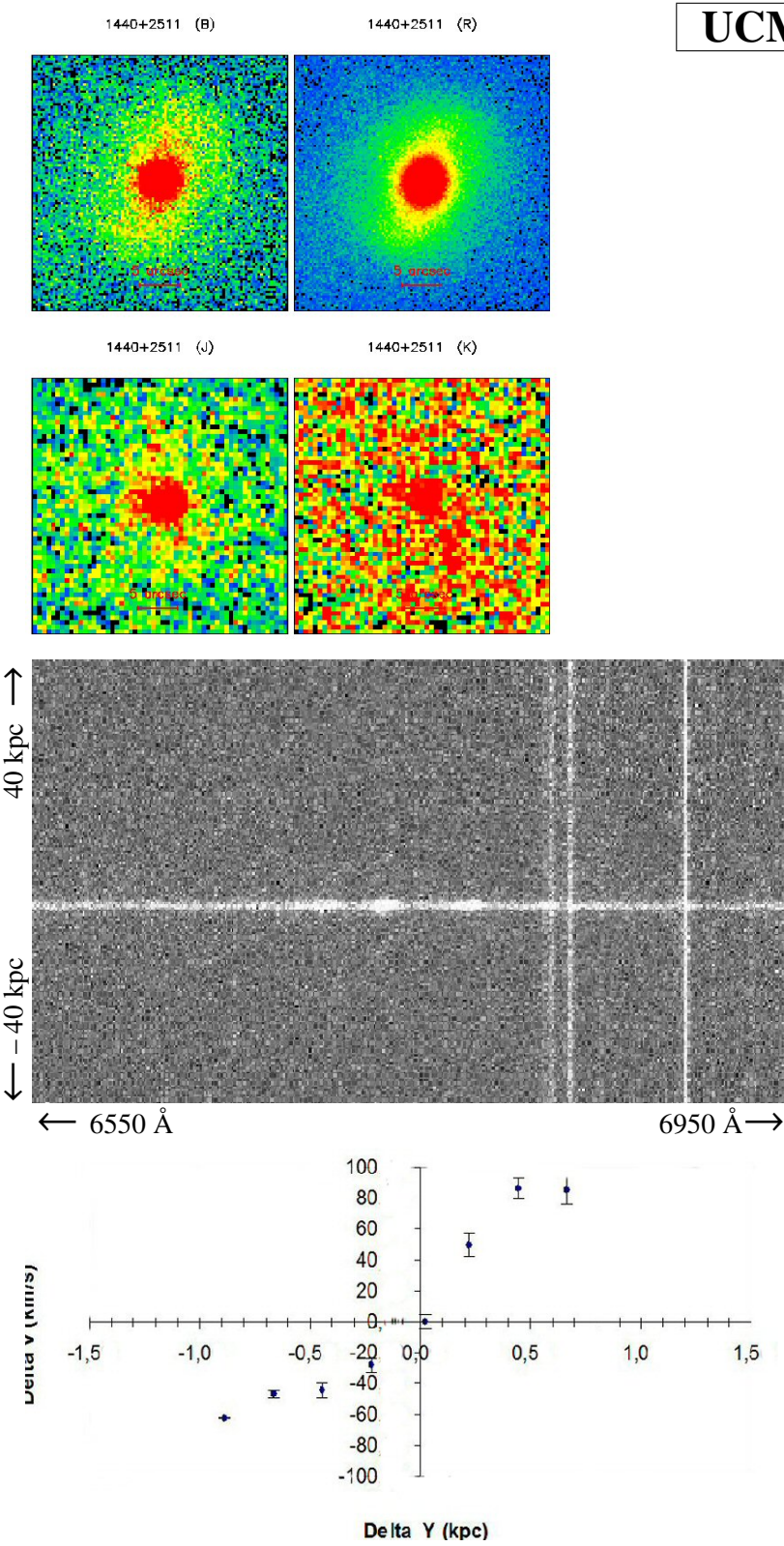


Magnitud r	16.37±0.08
z	0.03
M_B	-18.73±0.05
R_e (kpc)	2.4±0.1
i (°)	66.17±3.31
PA (°)	229
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN



σ (km/s)	
Ponderada flujo	51.02 \pm 5.1

$\log(M/M_{\odot})$	
VIR _{pond.flujo}	9.87 ± 0.13
Dinámica	9.7 ± 0.12
Estelar	9.865 ± 0.069



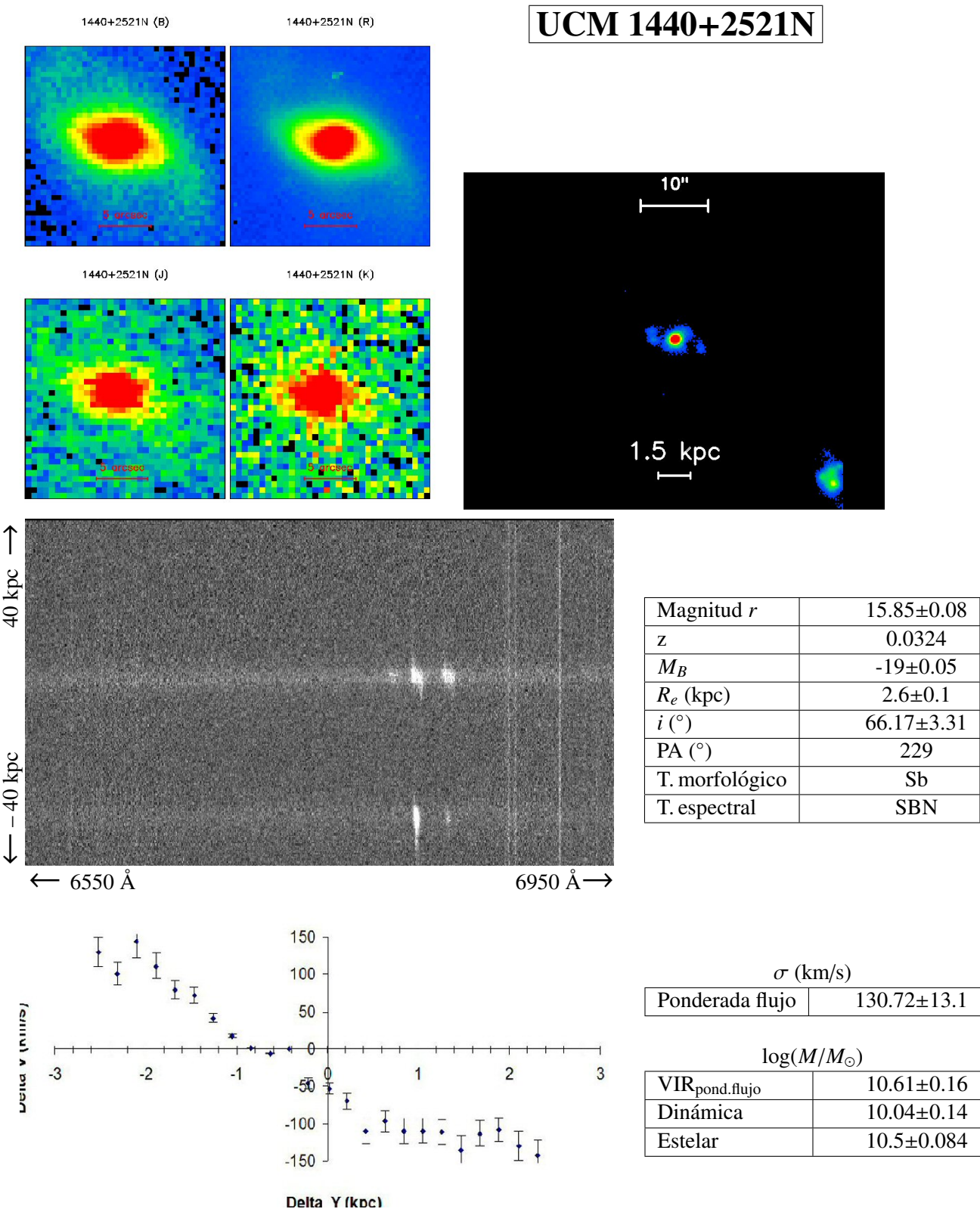
UCM 1440+2511

Magnitud <i>r</i>	15.89±0.08
<i>z</i>	0.0246
<i>M_B</i>	-19.18±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	6.2±0.4
<i>i</i> (°)	58.86±2.94
PA (°)	340
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

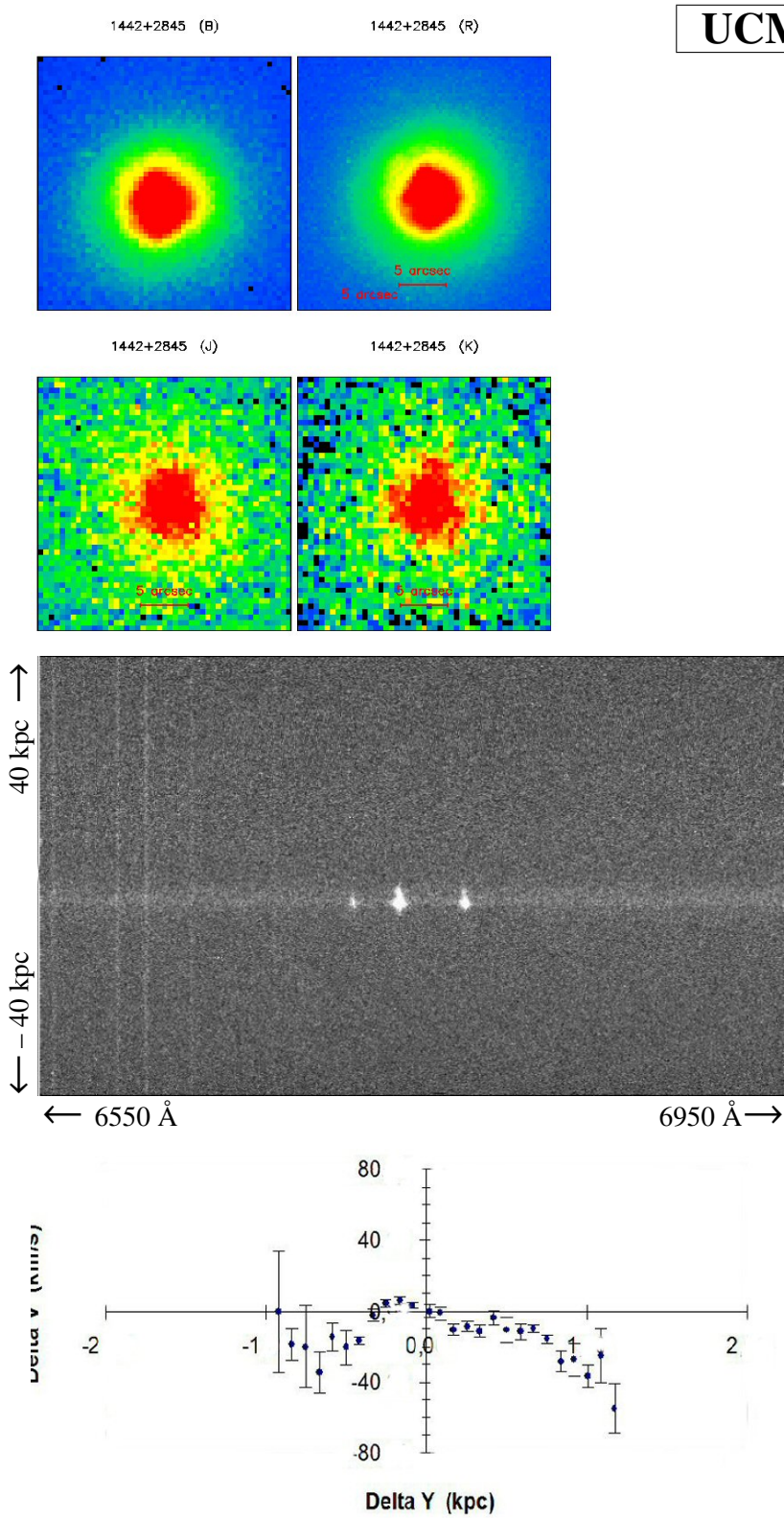
<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	82.56±8.3

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	10.45±0.15
Dinámica	9.05±0.09
Estelar	10.445±0.056

Ficha 102: Galaxia UCM 1440+2511.



Ficha 103: Galaxia UCM 1440+2521N.



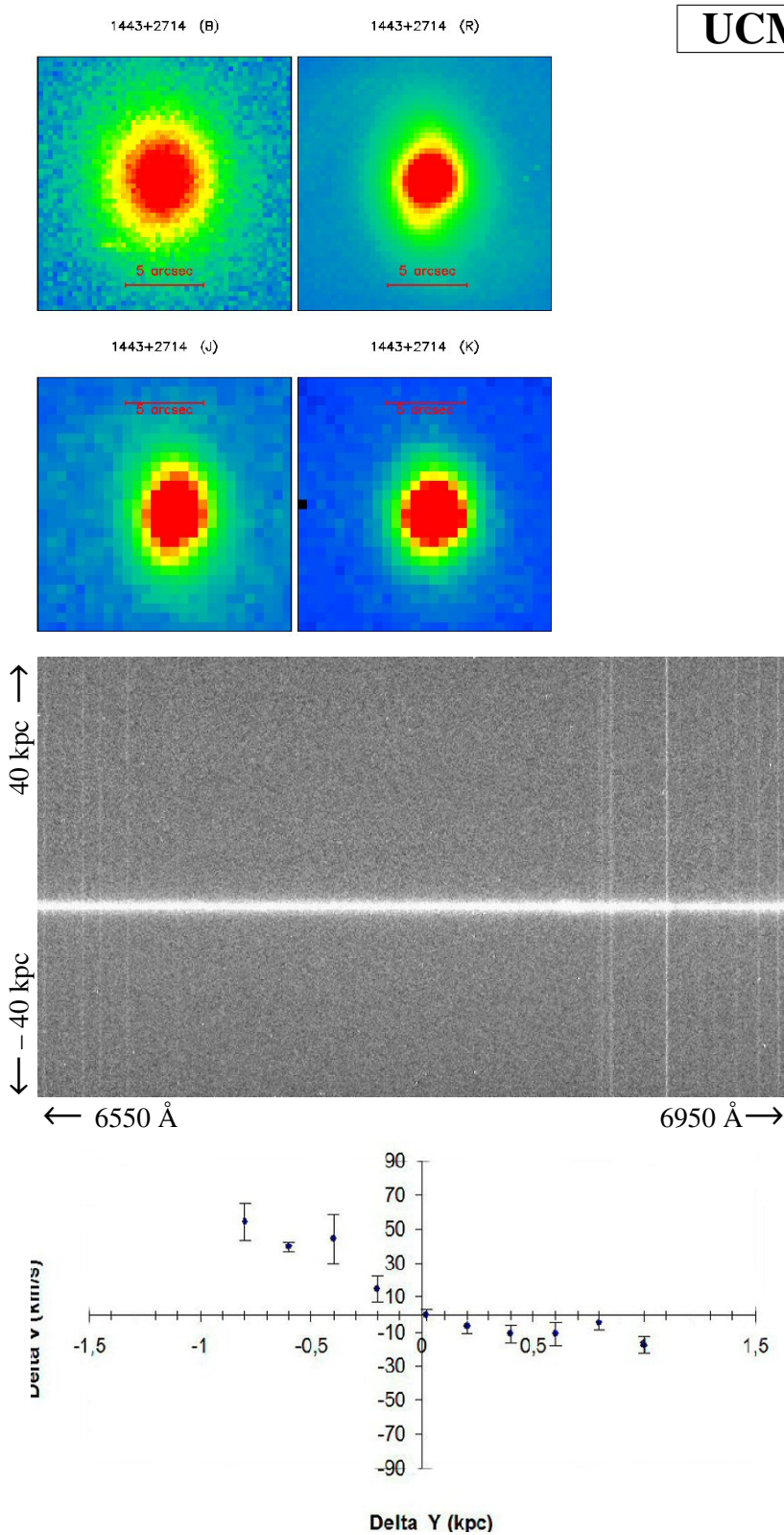
UCM 1442+2845

Magnitud r	14.85 ± 0.08
z	0.0219
M_B	-17.94 ± 0.05
R_e (kpc)	1.3 ± 0
i ($^\circ$)	61.89 ± 3.09
PA ($^\circ$)	0
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	24.86 ± 2.5

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.04 ± 0.09
Dinámica	8.92 ± 0.08
Estelar	9.567 ± 0.072

Ficha 104: Galaxia UCM 1442+2845.



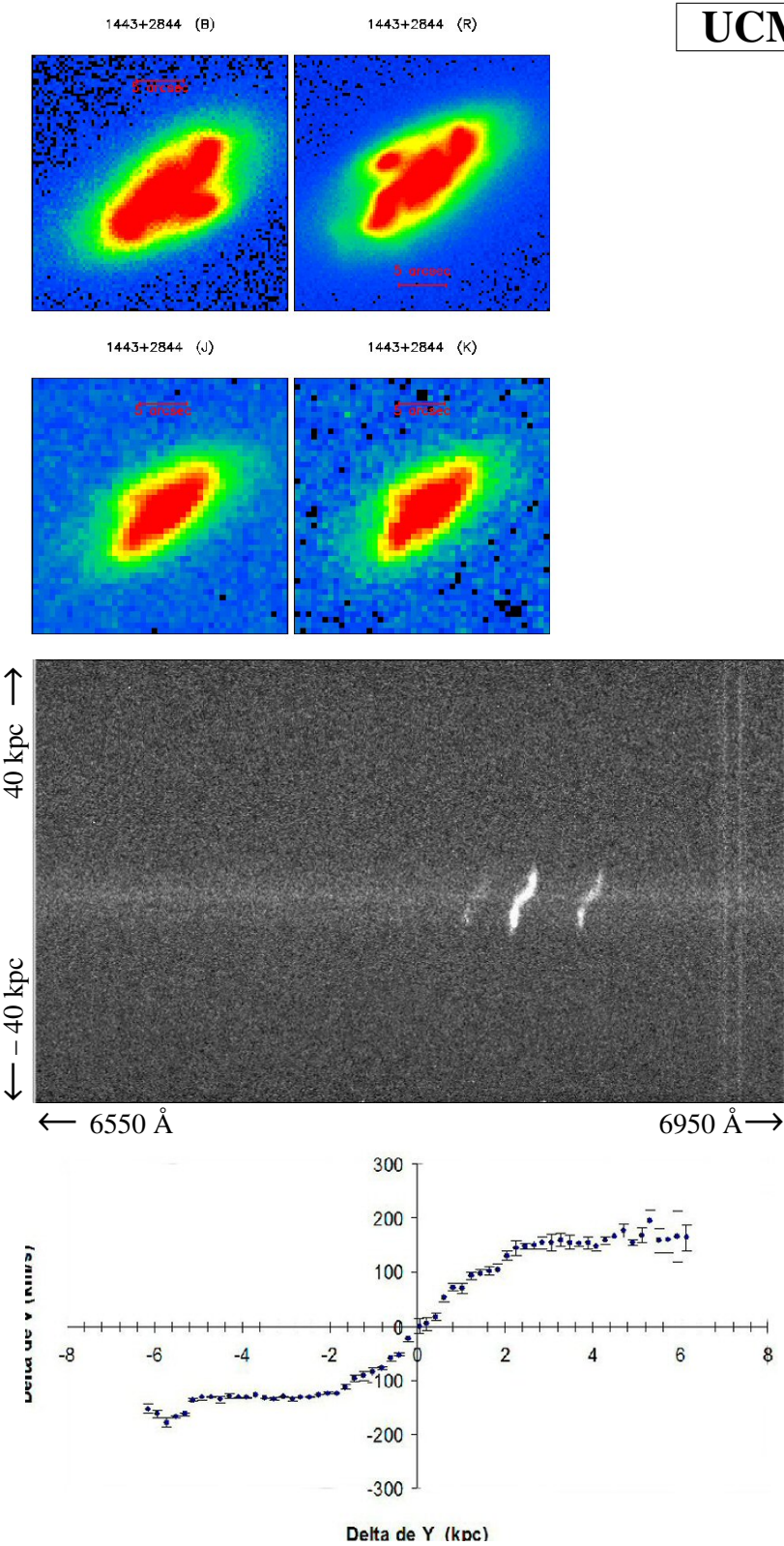
UCM 1443+2714

Magnitud <i>r</i>	15.13±0.08
<i>z</i>	0.0268
<i>M_B</i>	-19.48±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	2.6±0.1
<i>i</i> (°)	41.68±2.08
PA (°)	45
T. morfológico	Sa
T. espectral	Sy2

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	96.53±9.7

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	10.27±0.15
Estelar	9.347±0.107

Ficha 105: Galaxia UCM 1443+2714.



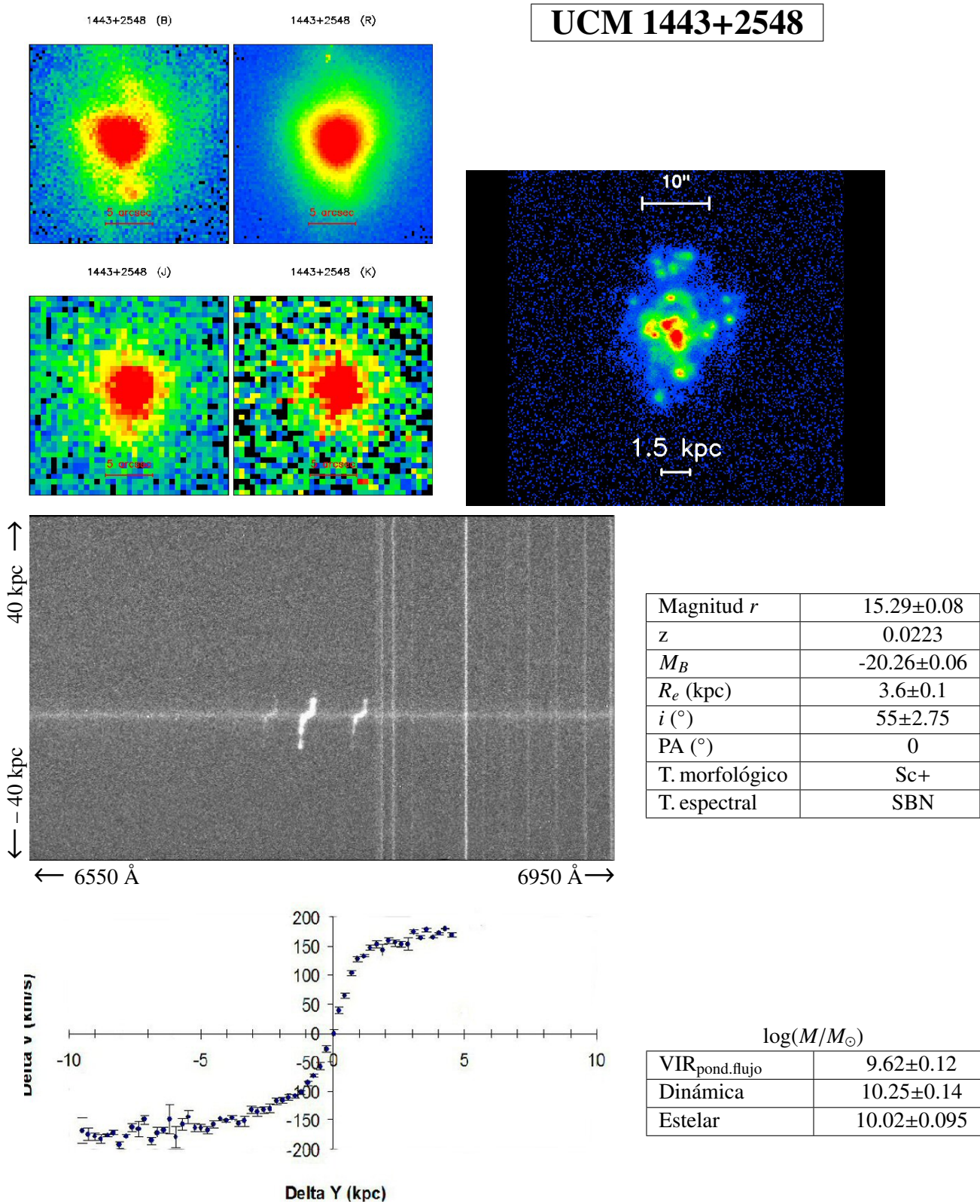
UCM 1443+2844

Magnitud r	14.85 ± 0.08
z	0.0208
M_B	-20.04 ± 0.06
R_e (kpc)	3.2 ± 0.1
i ($^\circ$)	58.63 ± 2.93
PA ($^\circ$)	130
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

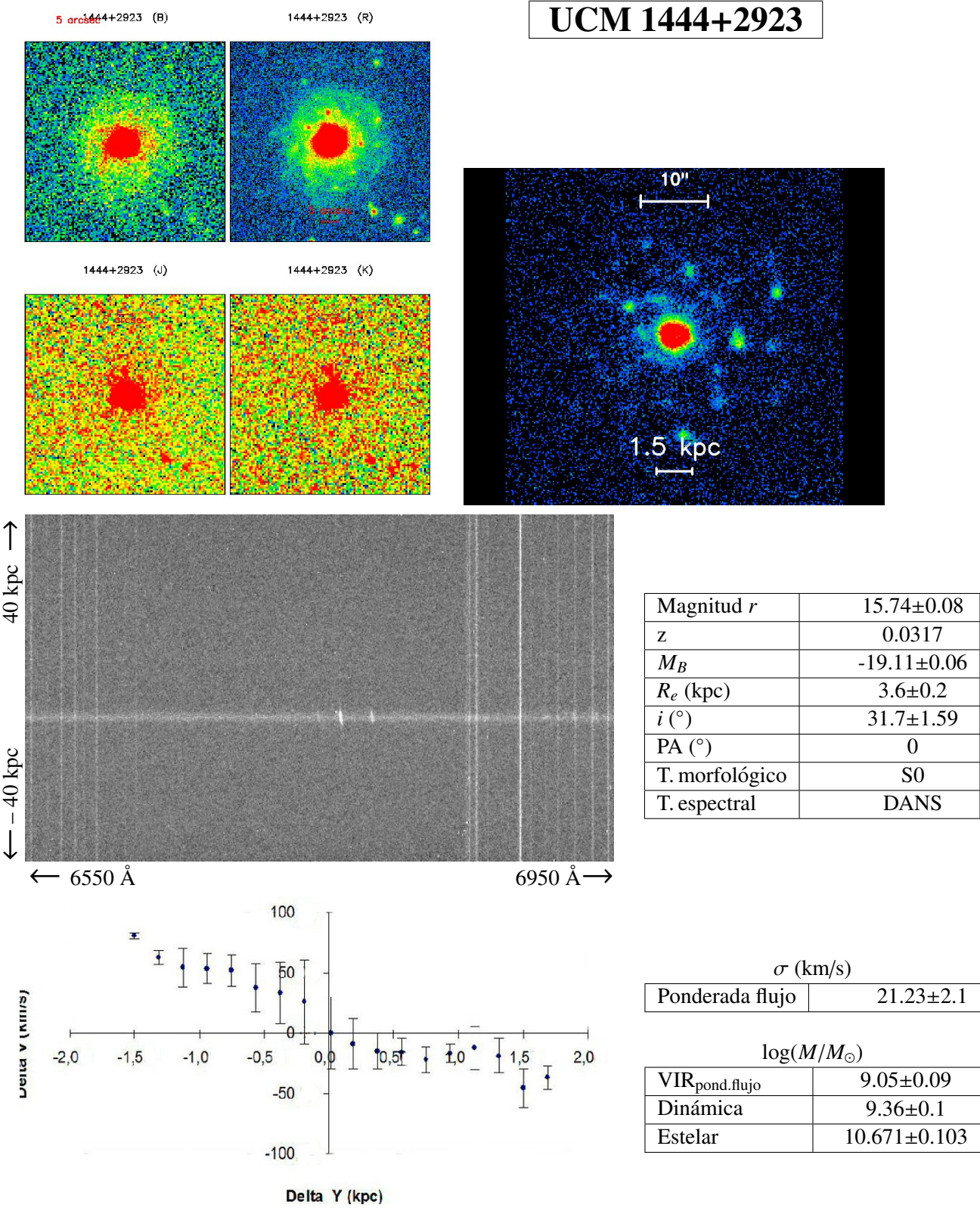
σ (km/s)	
Ponderada flujo	35.88 ± 3.6

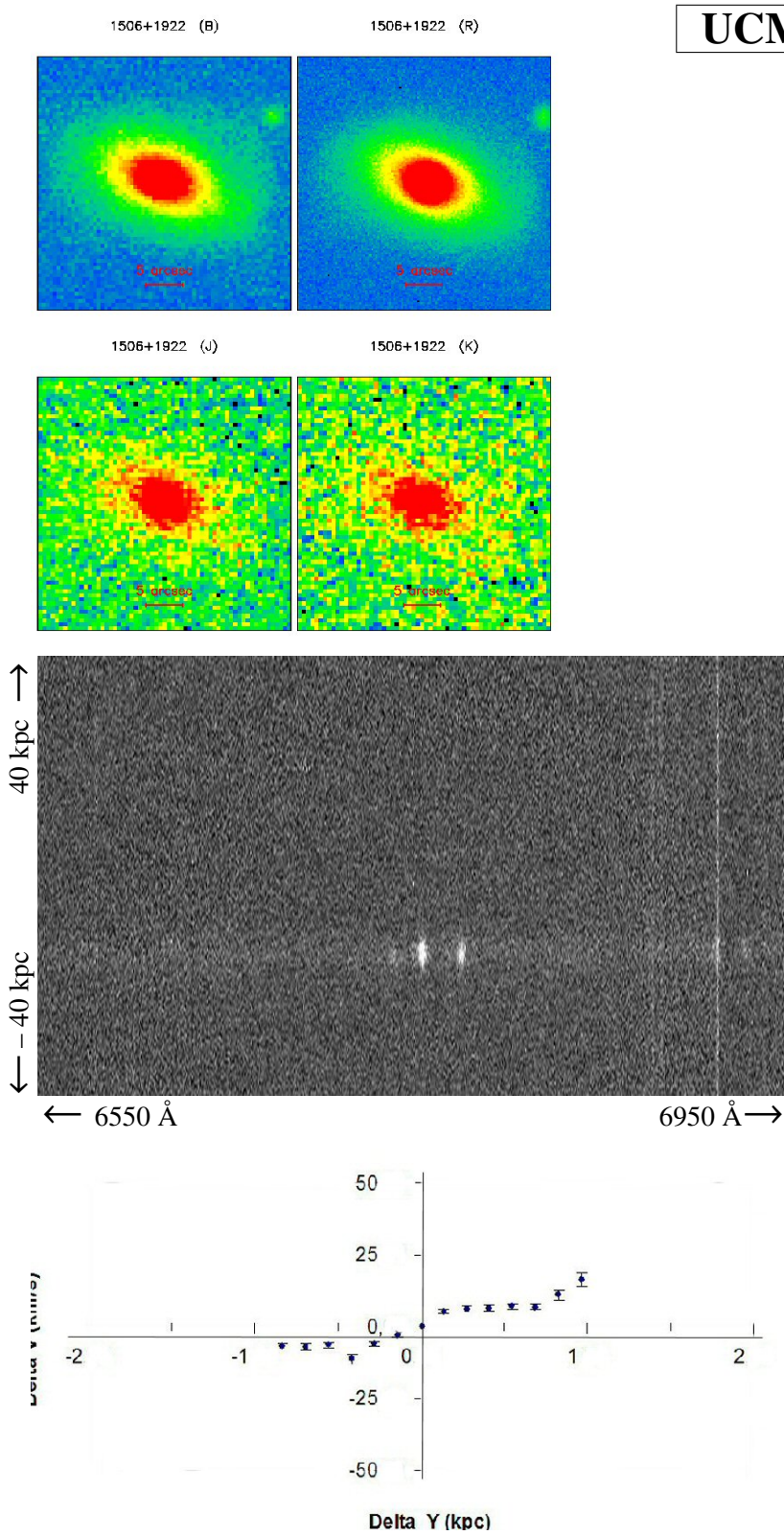
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.63 ± 0.12
Dinámica	10.58 ± 0.16
Estelar	10.184 ± 0.07

Ficha 106: Galaxia UCM 1443+2844.



Ficha 107: Galaxia UCM 1443+2548.





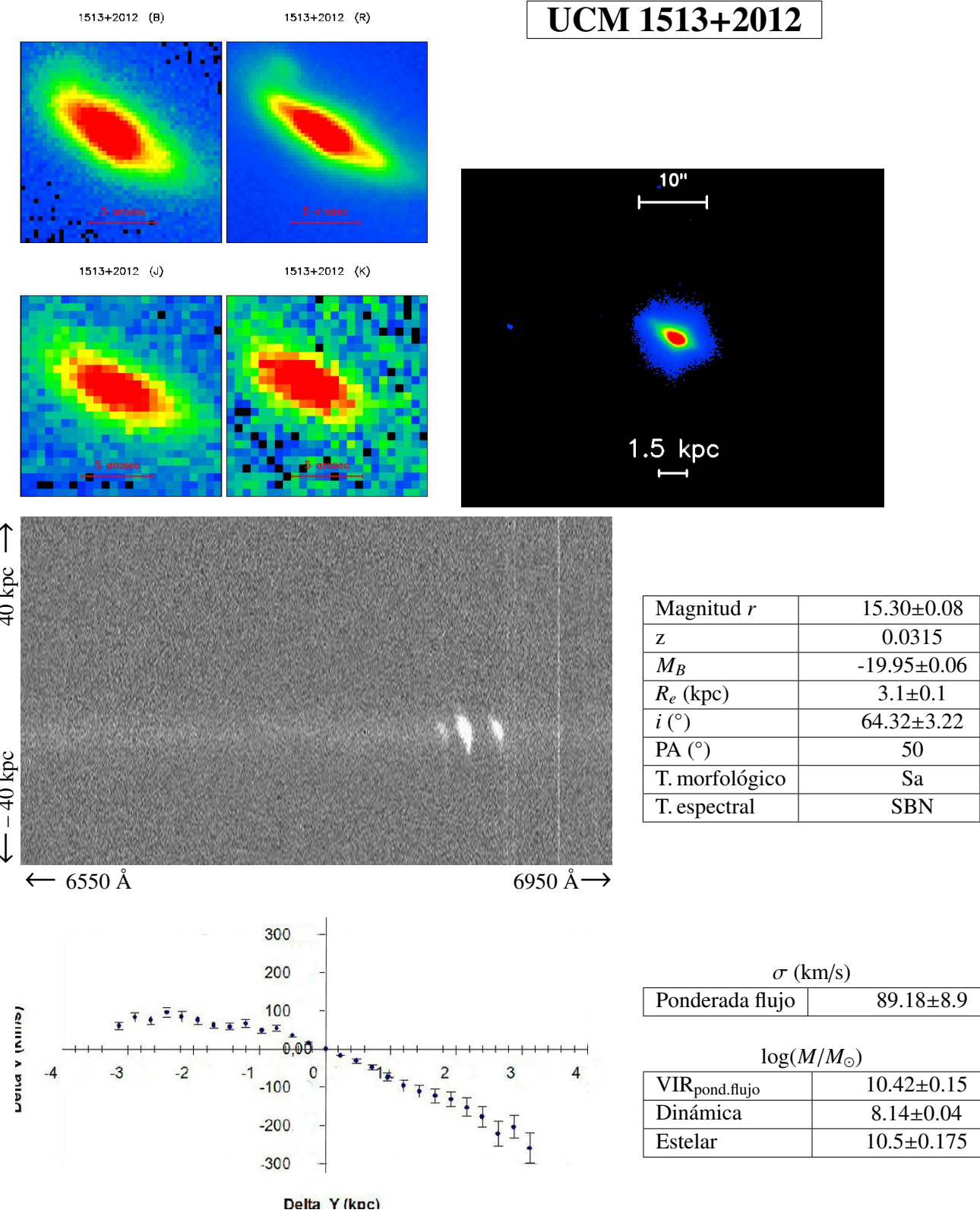
UCM 1506+1922

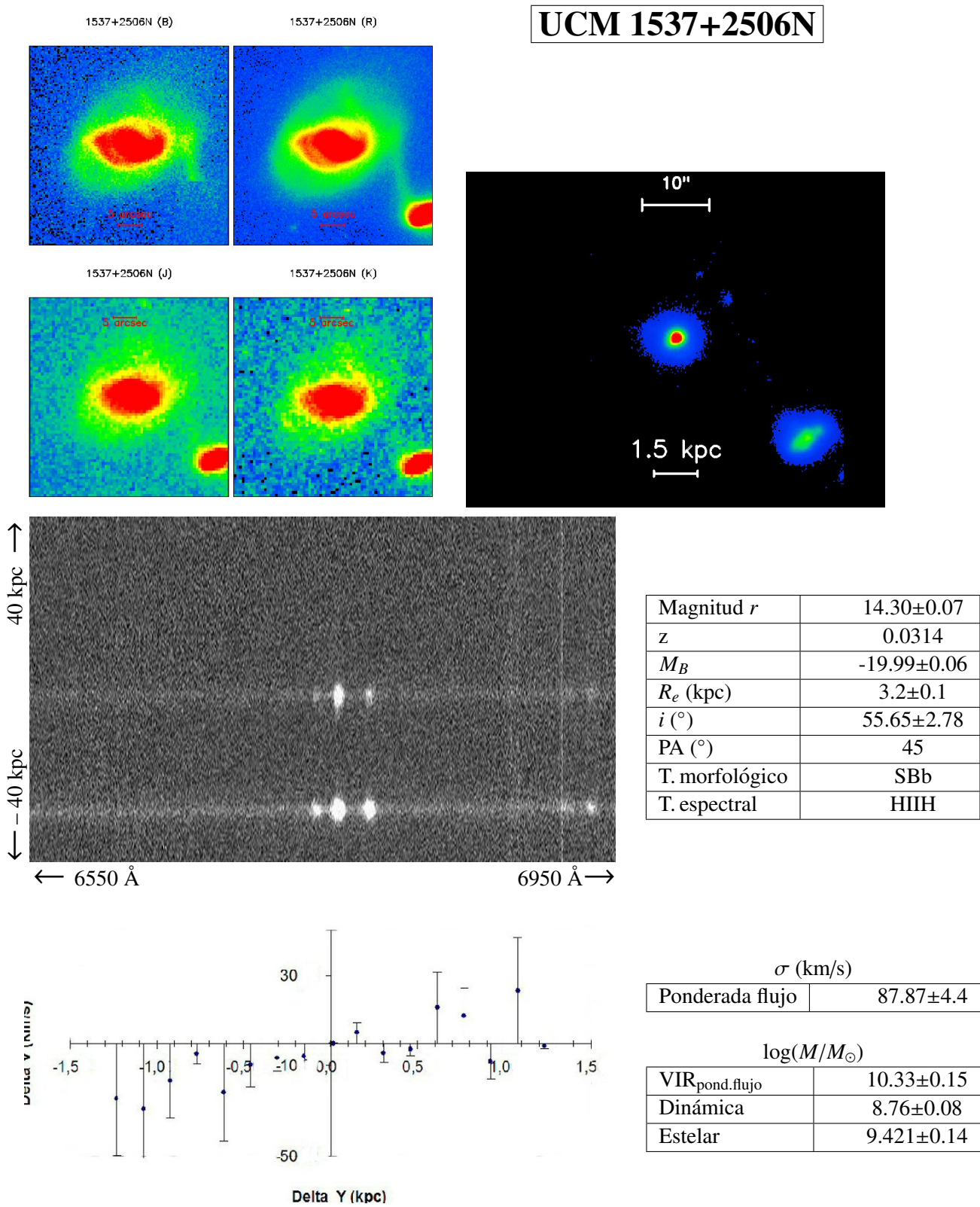
Magnitud r	15.01 ± 0.08
z	0.0217
M_B	-18.87 ± 0.05
R_e (kpc)	2.4 ± 0.1
i (°)	90.76 ± 4.54
PA (°)	60
T. morfológico	Sb
T. espectral	IIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	66.51 ± 3.3

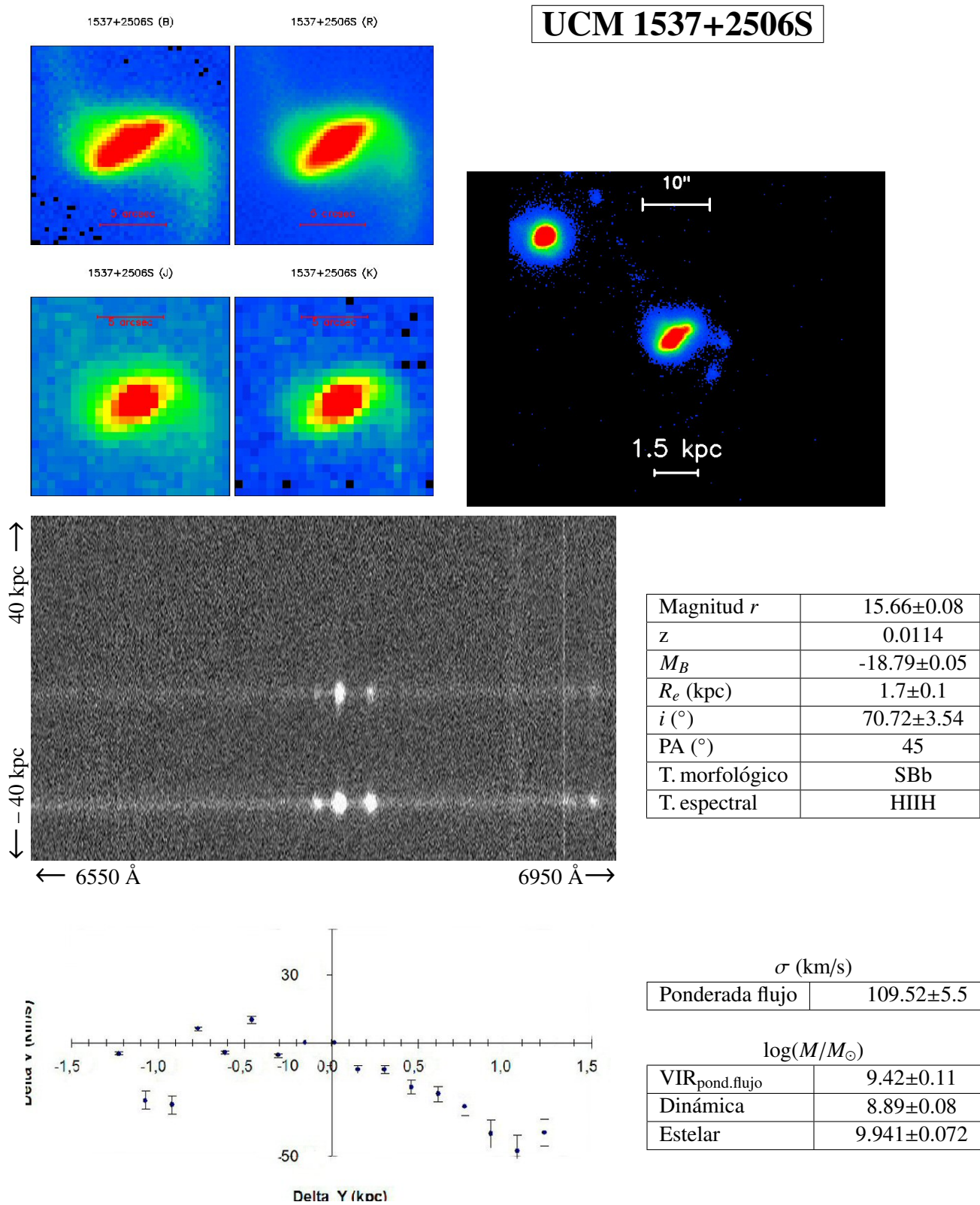
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.31 ± 0.15
Dinámica	10.69 ± 0.16
Estelar	10.516 ± 0.297

Ficha 109: Galaxia UCM 1506+1922.

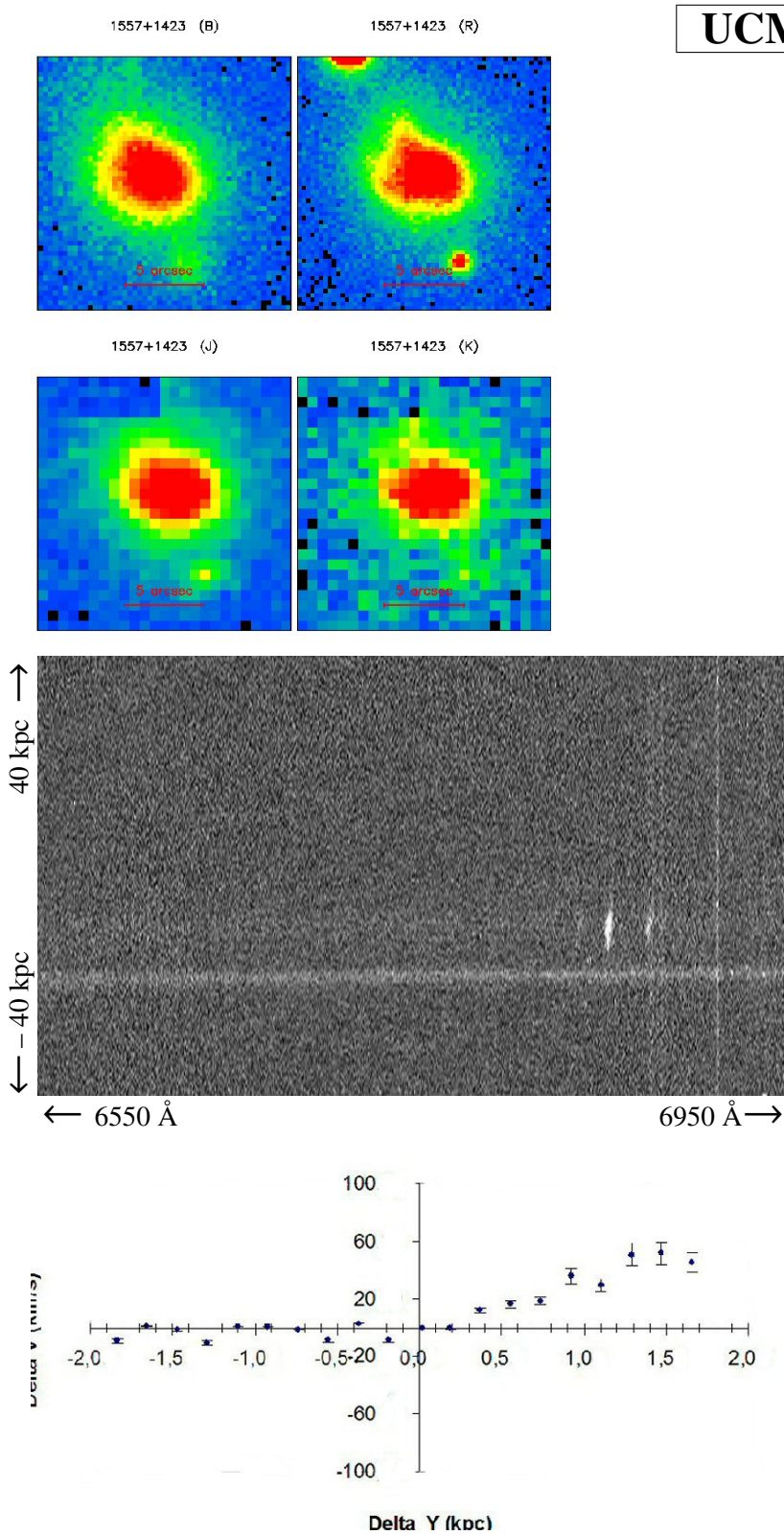




Ficha 111: Galaxia UCM 1537+2506N.



Ficha 112: Galaxia UCM 1537+2506S.



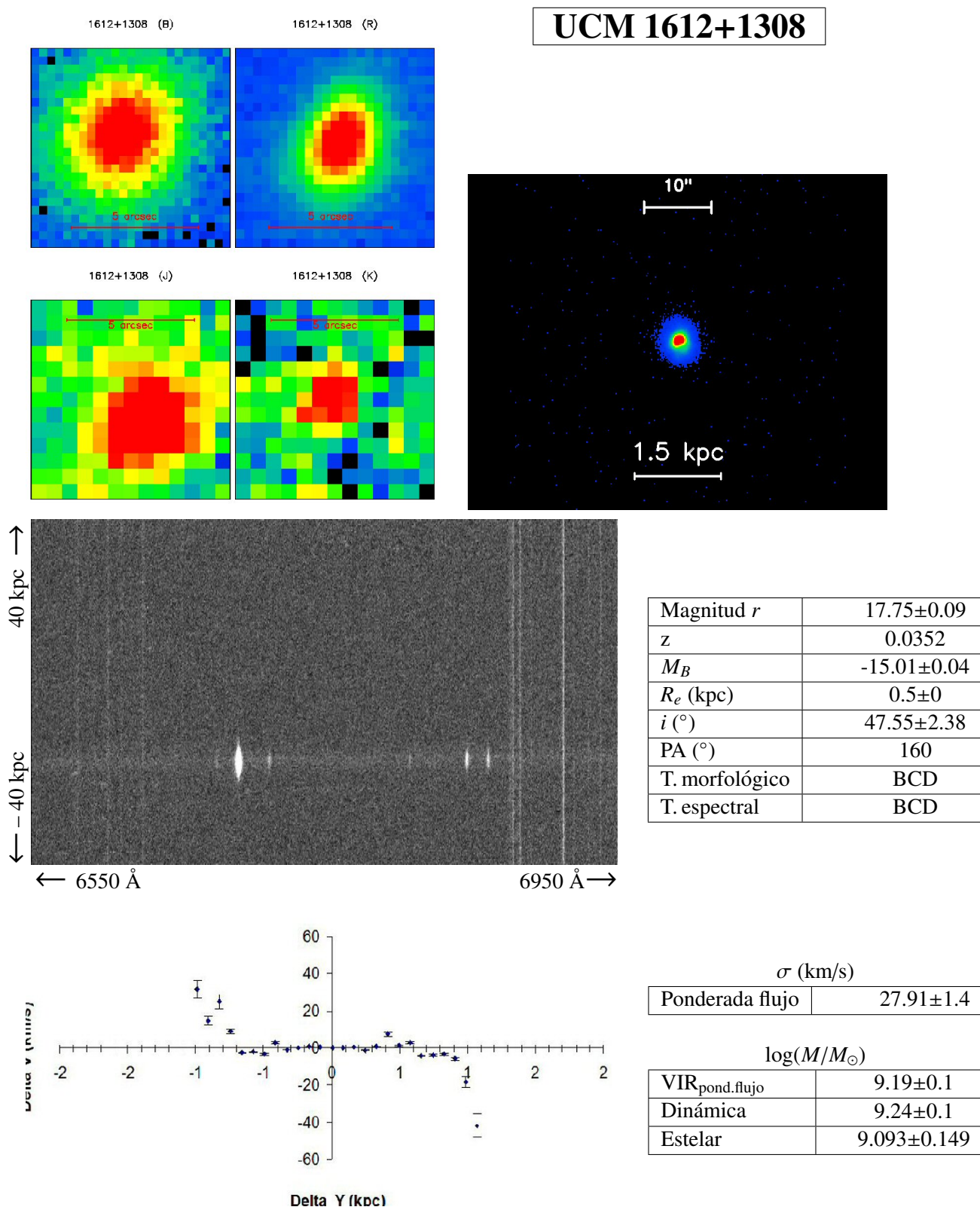
UCM 1557+1423

Magnitud <i>r</i>	15.91±0.08
<i>z</i>	0.0339
<i>M_B</i>	-19.42±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	2.7±0.1
<i>i</i> (°)	84.16±4.21
PA (°)	20
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

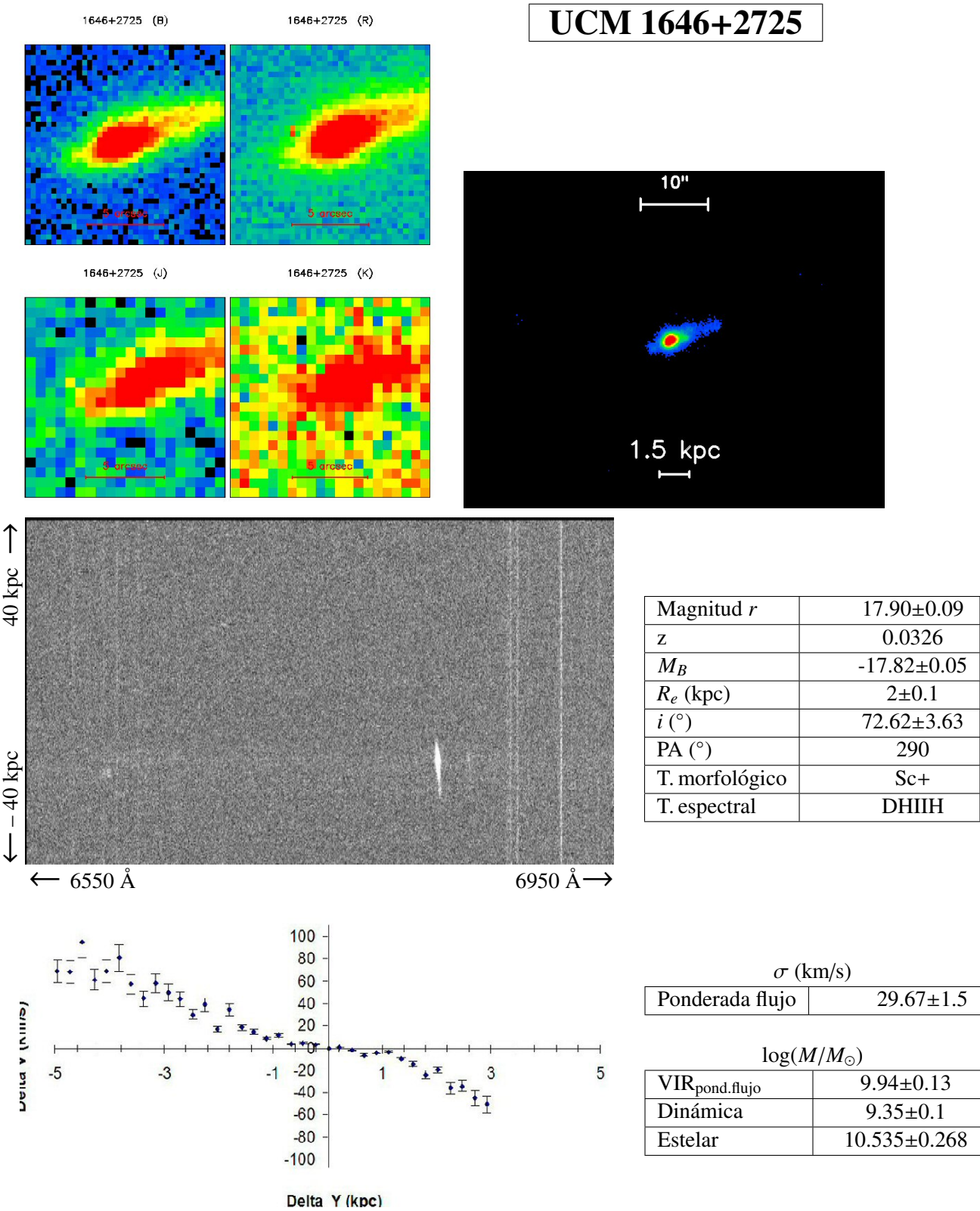
<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	36.2±3.6

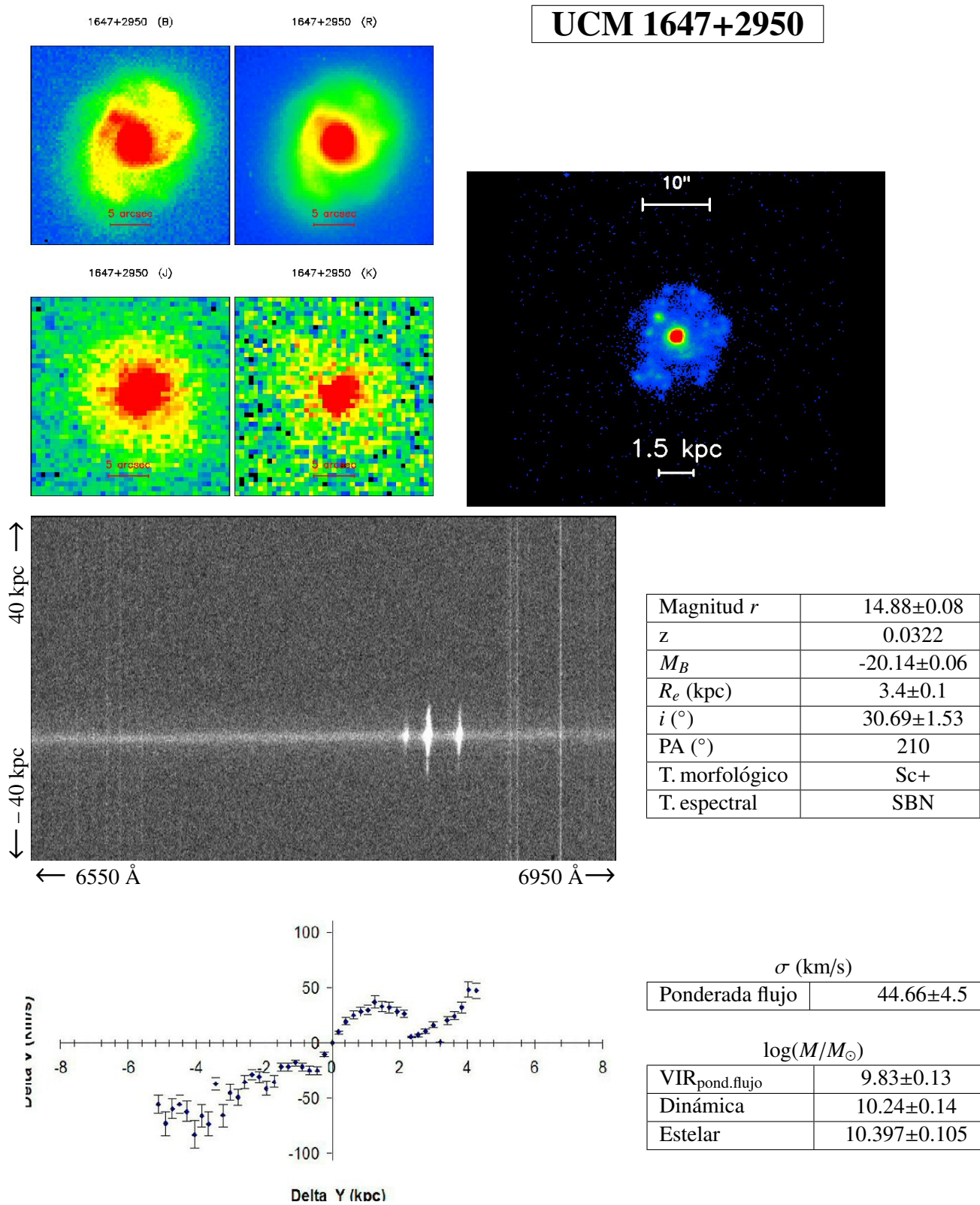
log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	8.57±0.07
Dinámica	8.64±0.07
Estelar	7.773±0.059

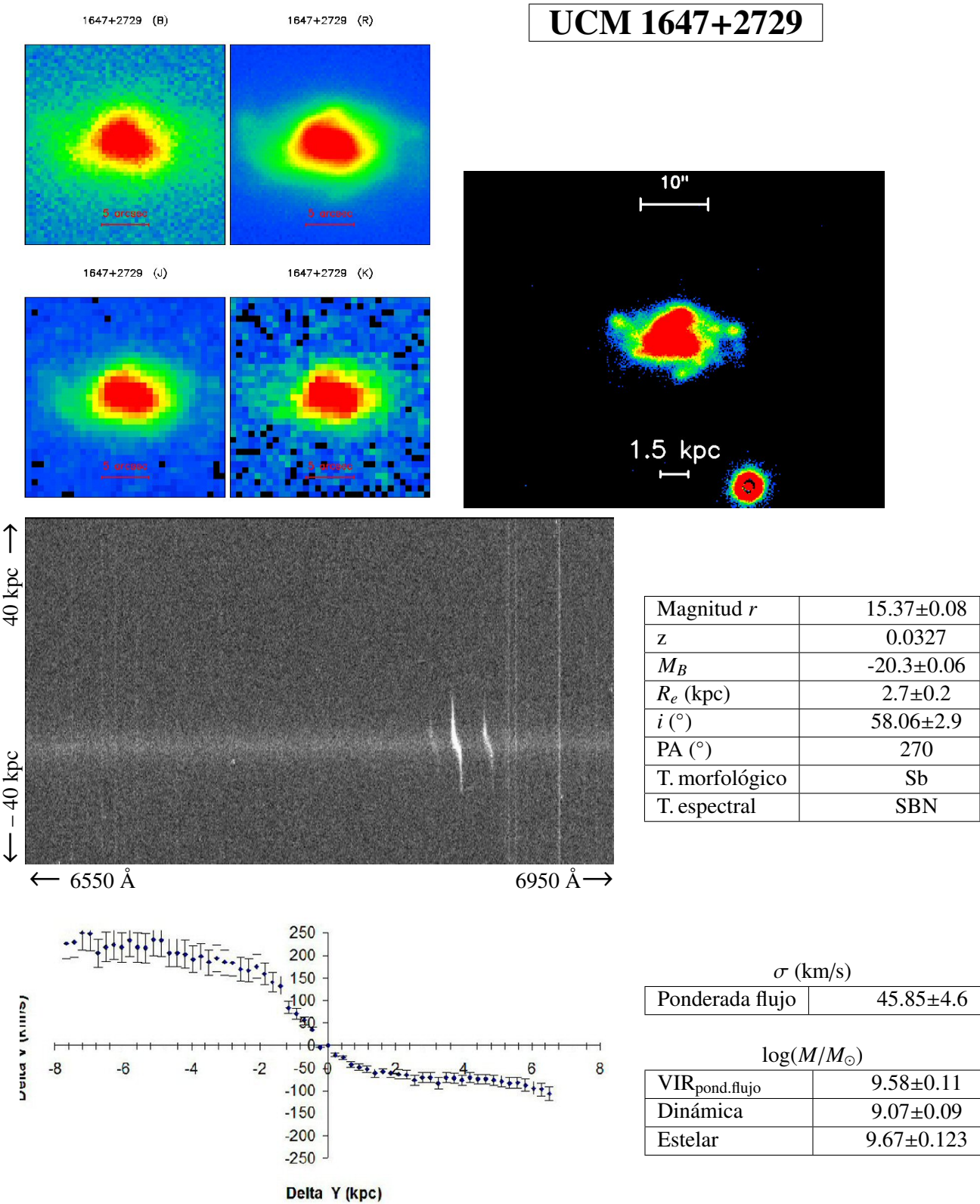
Ficha 113: Galaxia UCM 1557+1423.

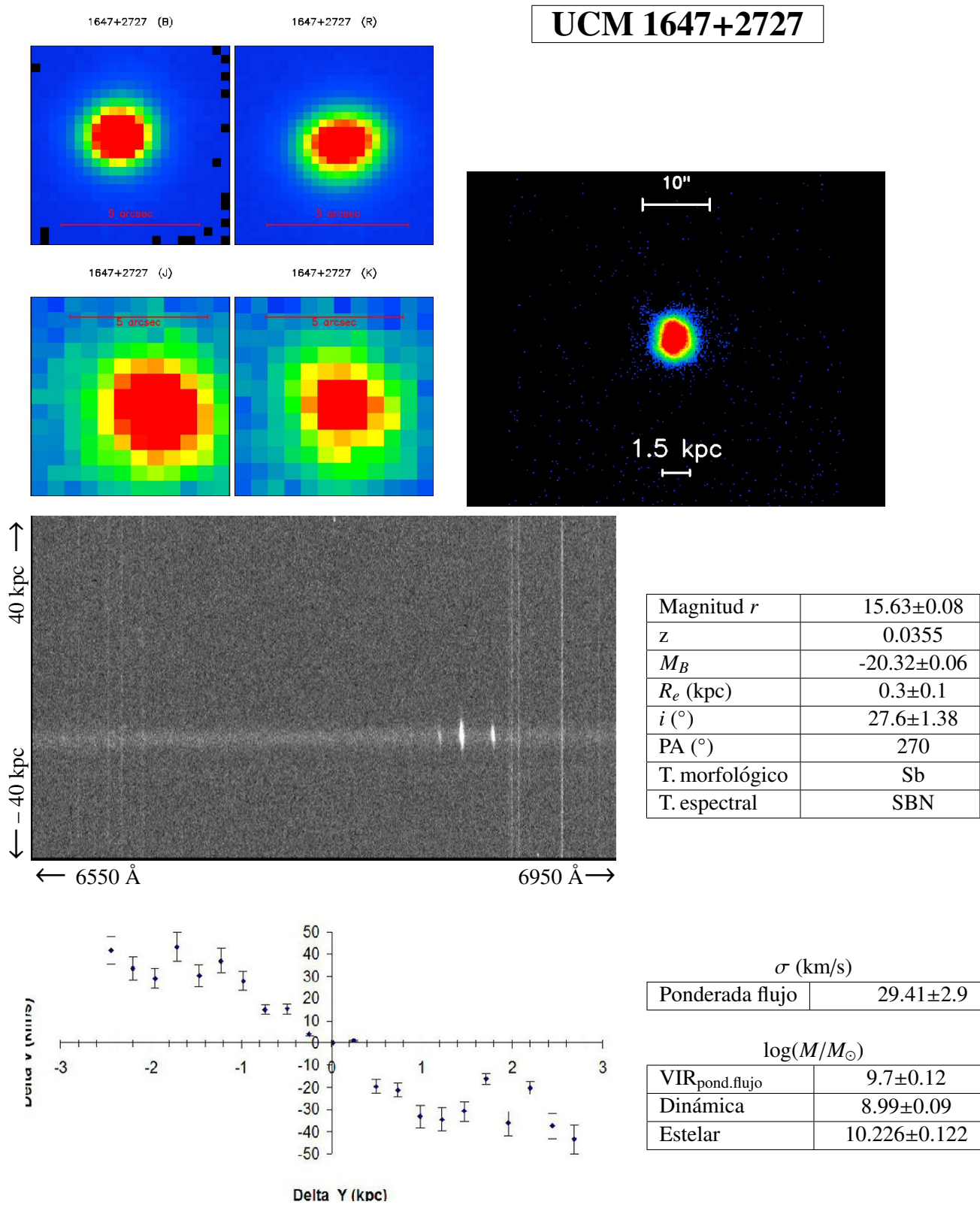


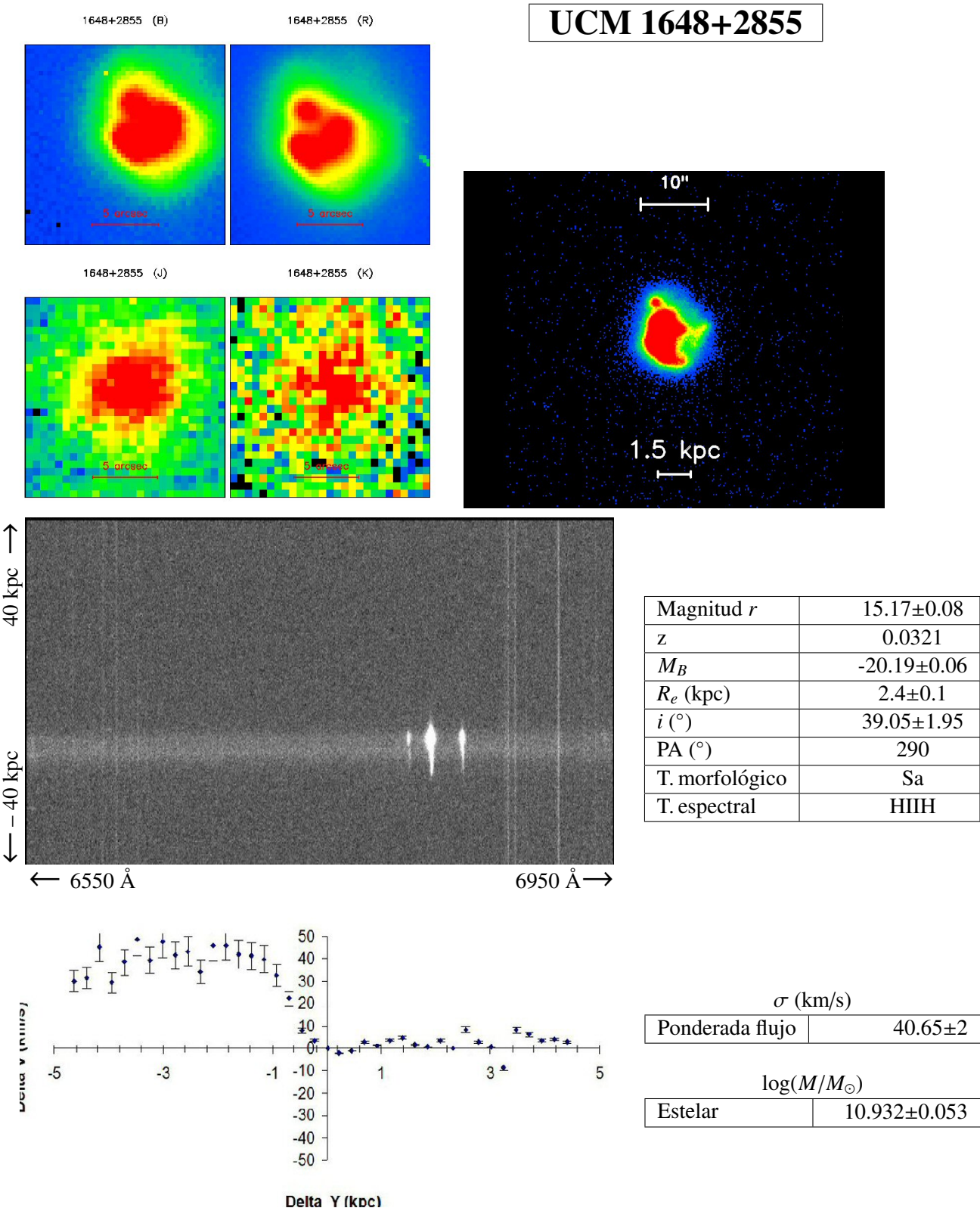
Ficha 114: Galaxia UCM 1612+1308.

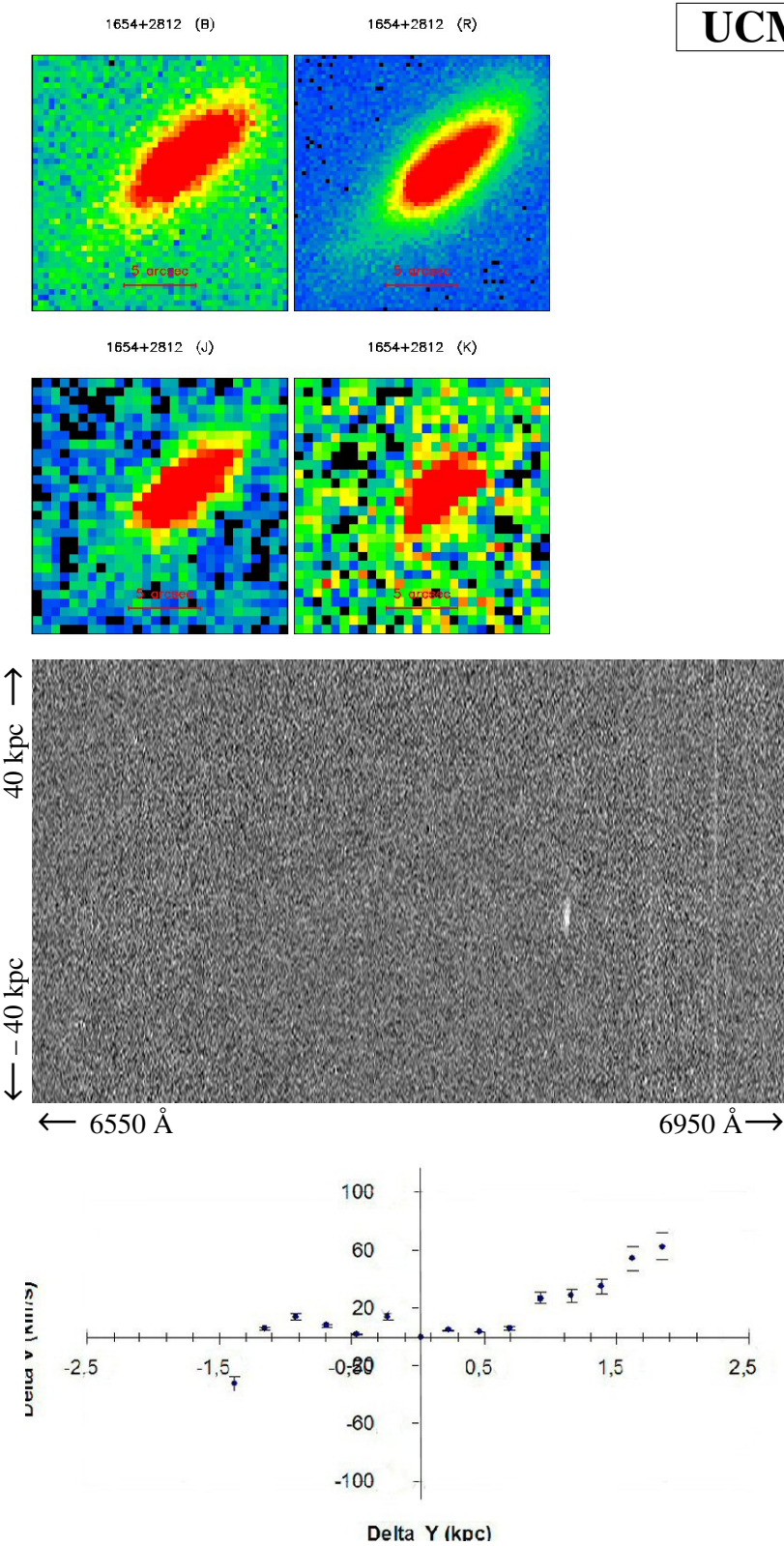












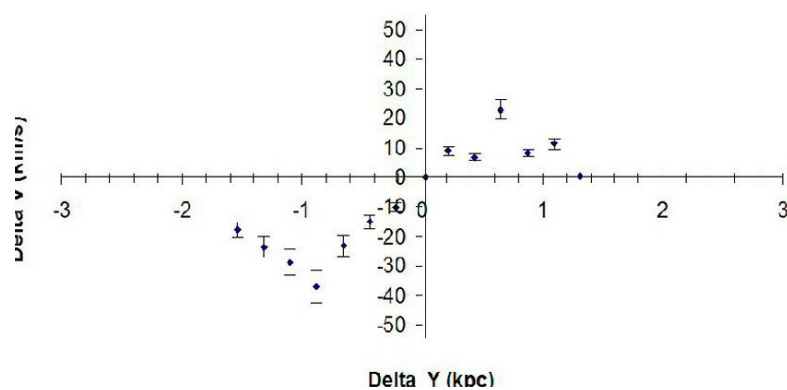
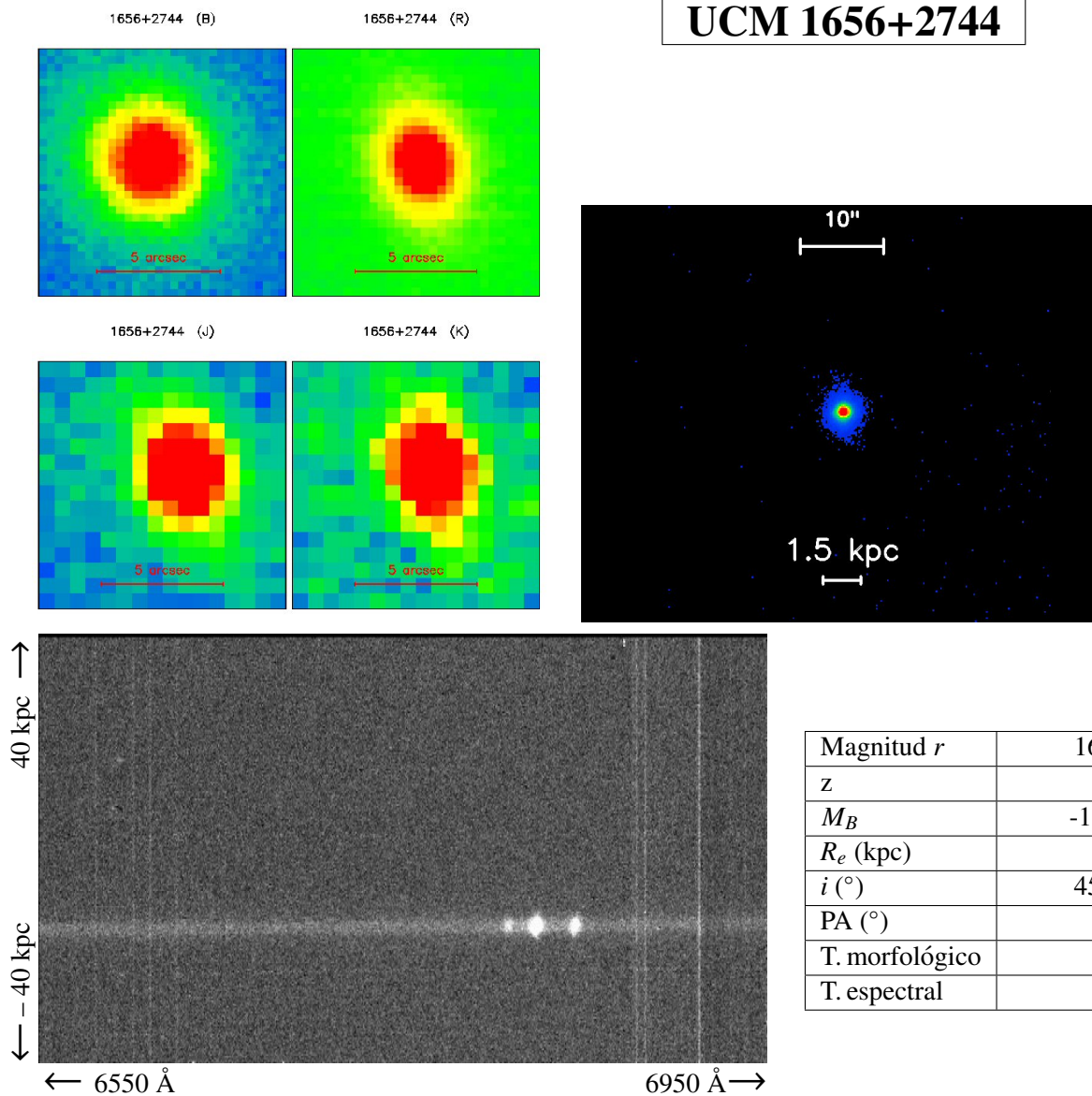
UCM 1654+2812

Magnitud r	17.43 ± 0.09
z	0.0348
M_B	-17.93 ± 0.05
R_e (kpc)	2.5 ± 0.3
i ($^\circ$)	57.31 ± 2.87
PA ($^\circ$)	130
T. morfológico	Sc+
T. espectral	DHIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	42.33 ± 2.1
$\log(M/M_\odot)$	
Estelar	10.952 ± 0.056

Ficha 120: Galaxia UCM 1654+2812.

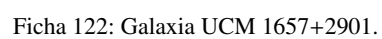
UCM 1656+2744

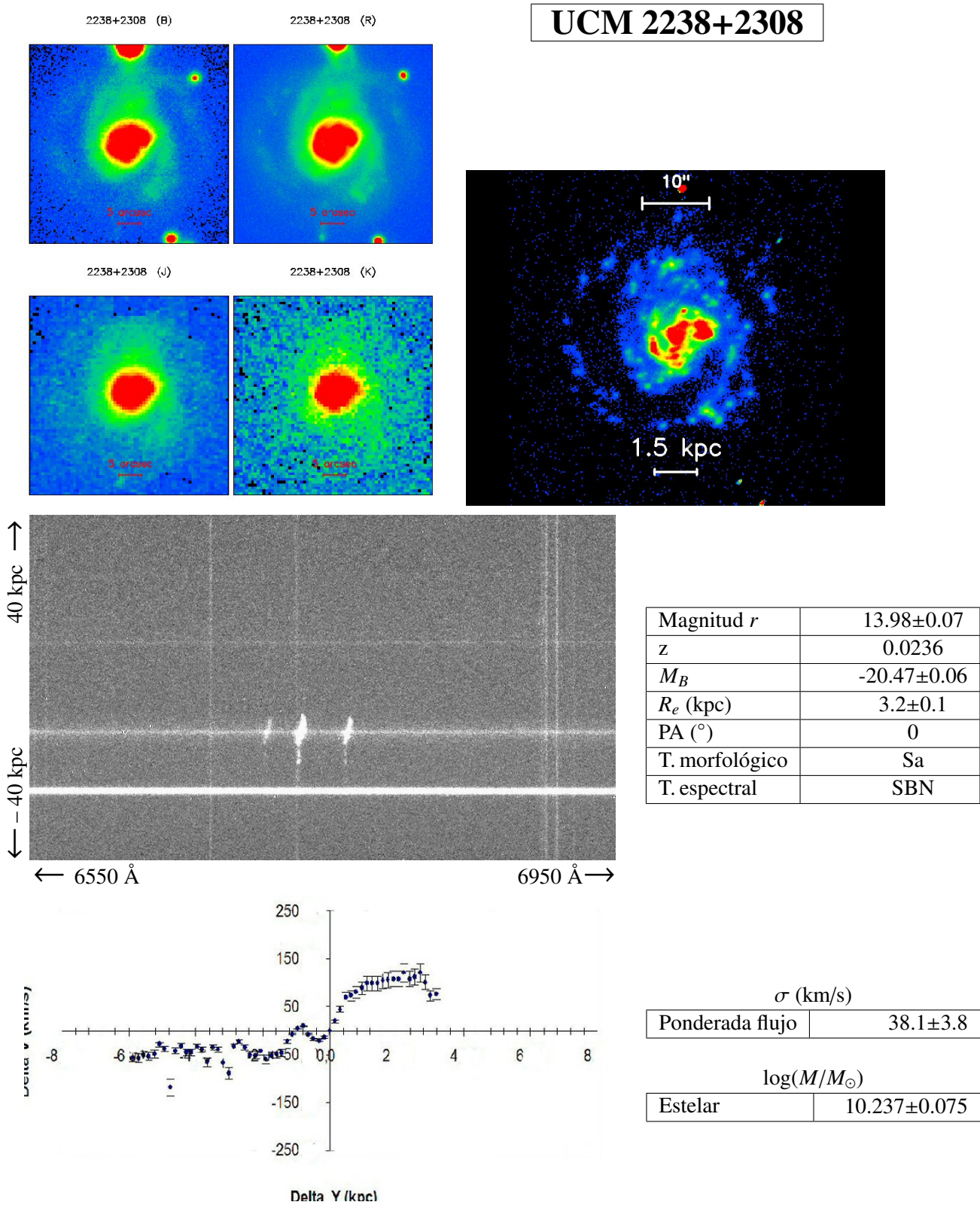


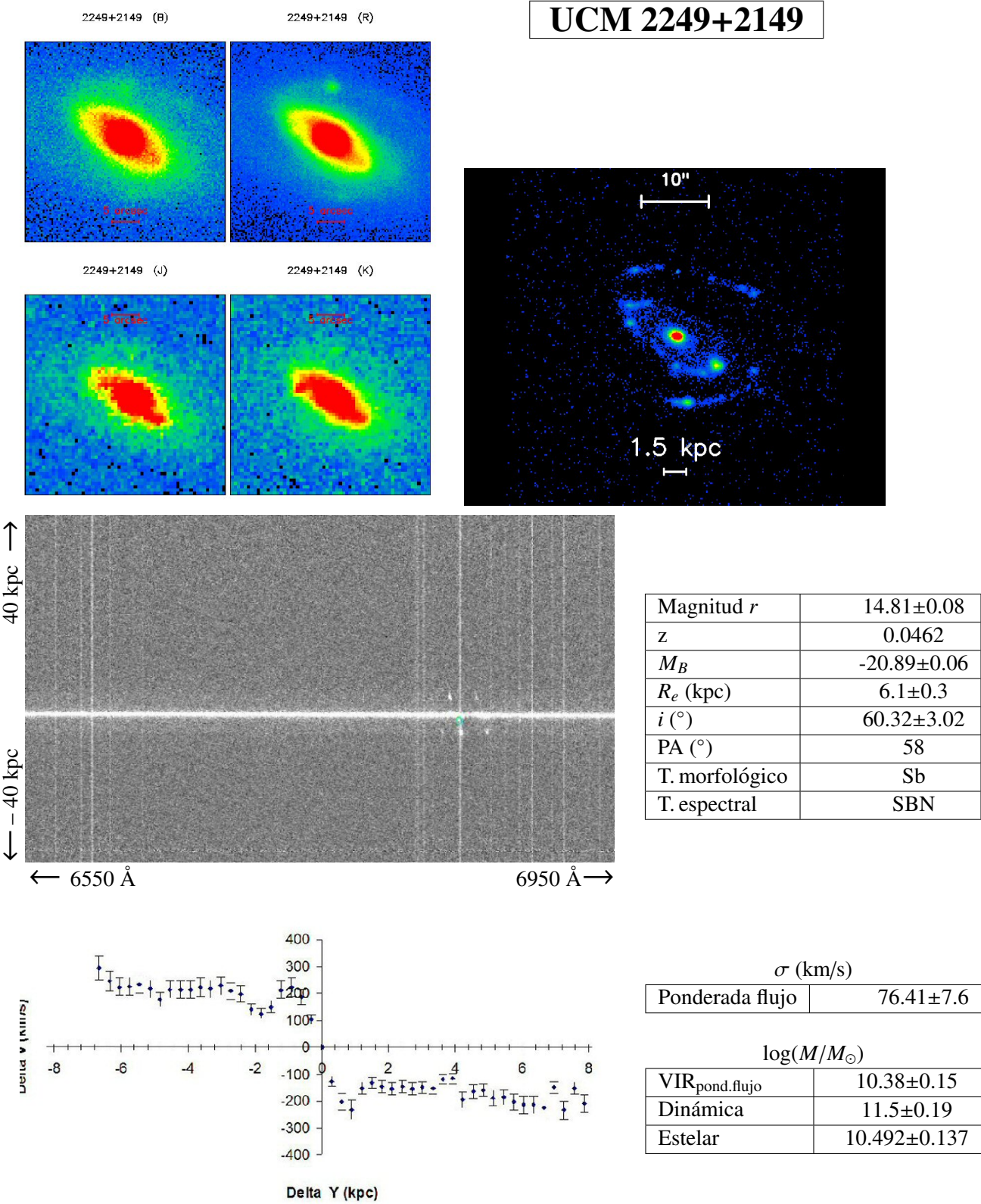
Magnitud r	16.45±0.08
z	0.0322
M_B	-18.52±0.05
R_e (kpc)	2±0.1
i (°)	45.59±2.28
PA (°)	200
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	90.17 \pm 9

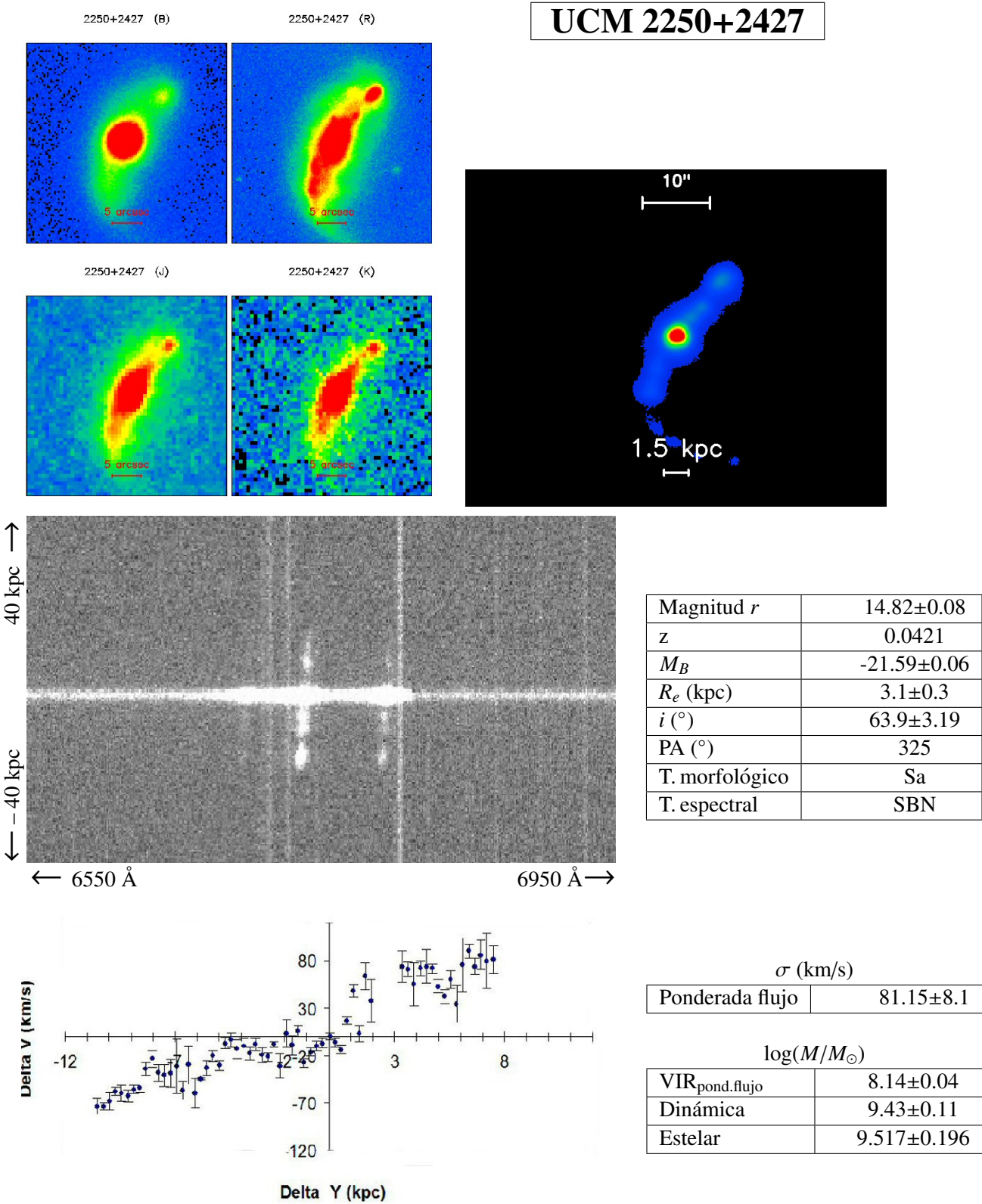
$\log(M/M_{\odot})$	
VIR _{pond.flujo}	9.94±0.13
Dinámica	10.11±0.14
Estelar	9.89±0.093



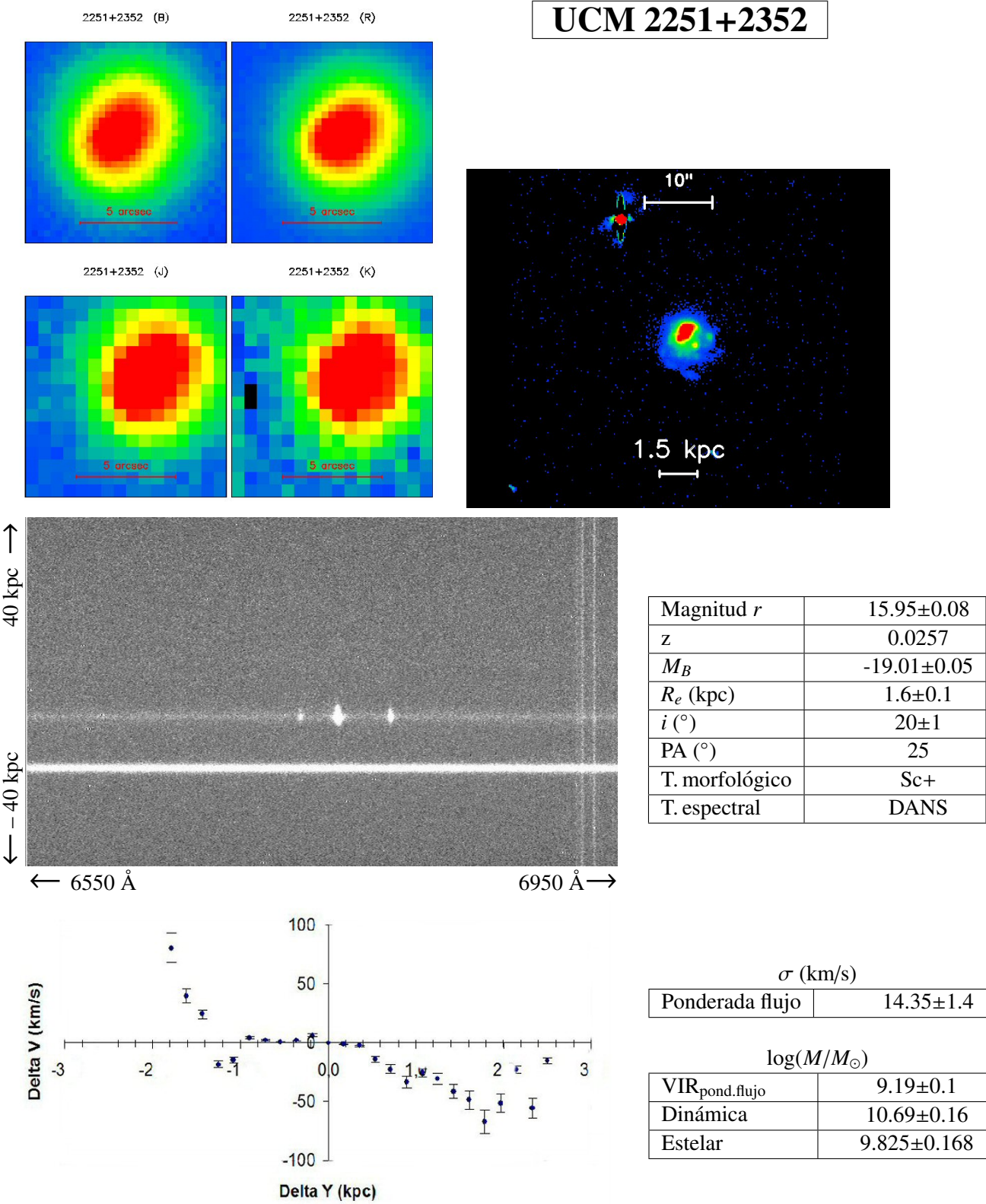




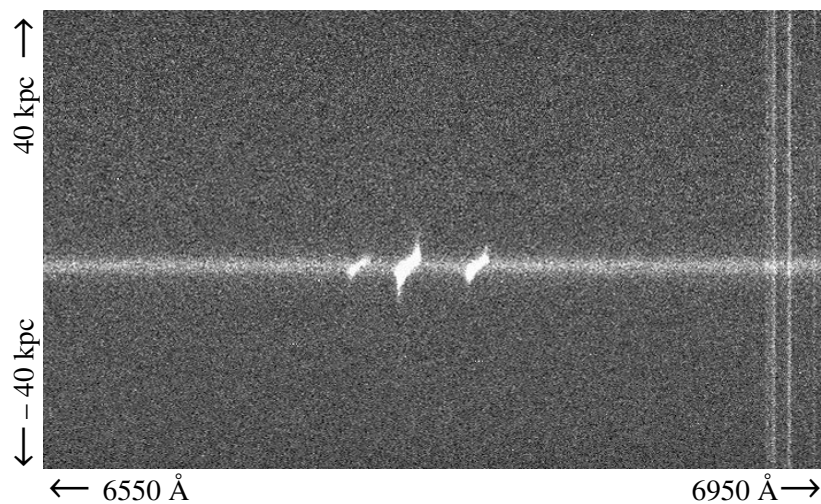
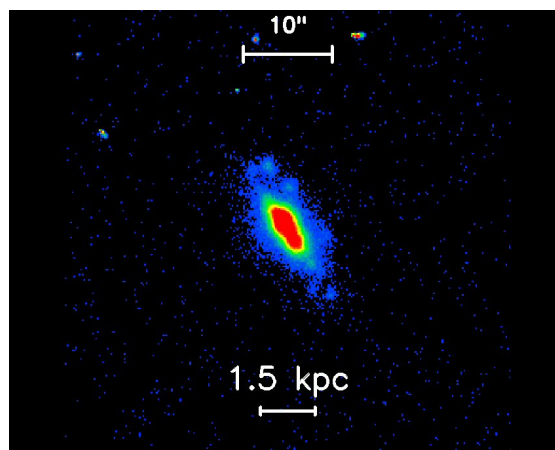
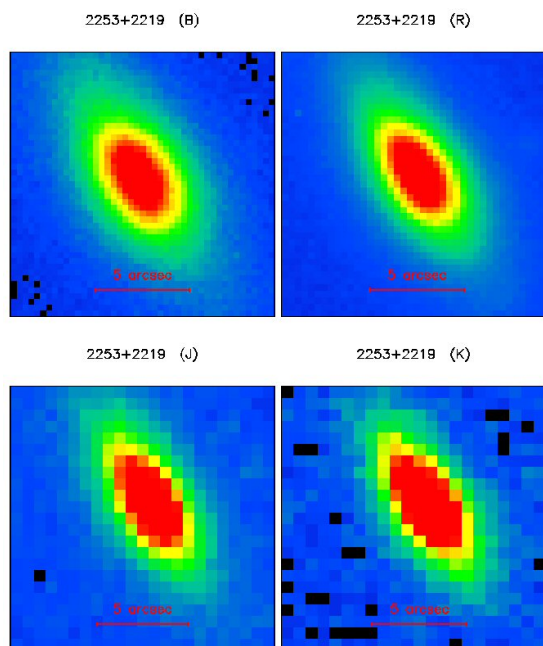
Ficha 124: Galaxia UCM 2249+2149.



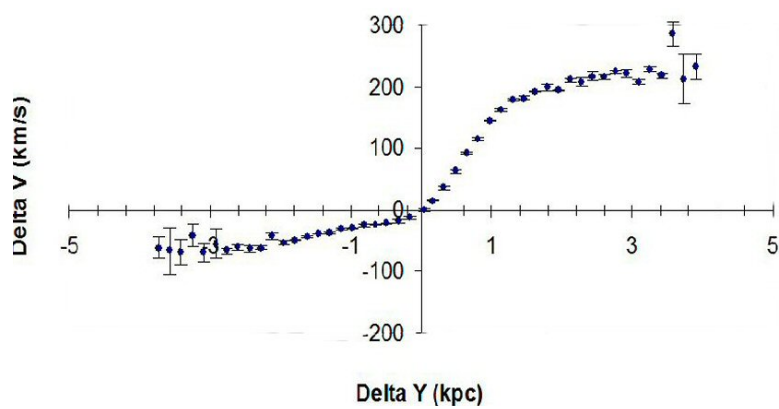
Ficha 125: Galaxia UCM 2250+2427.



UCM 2253+2219

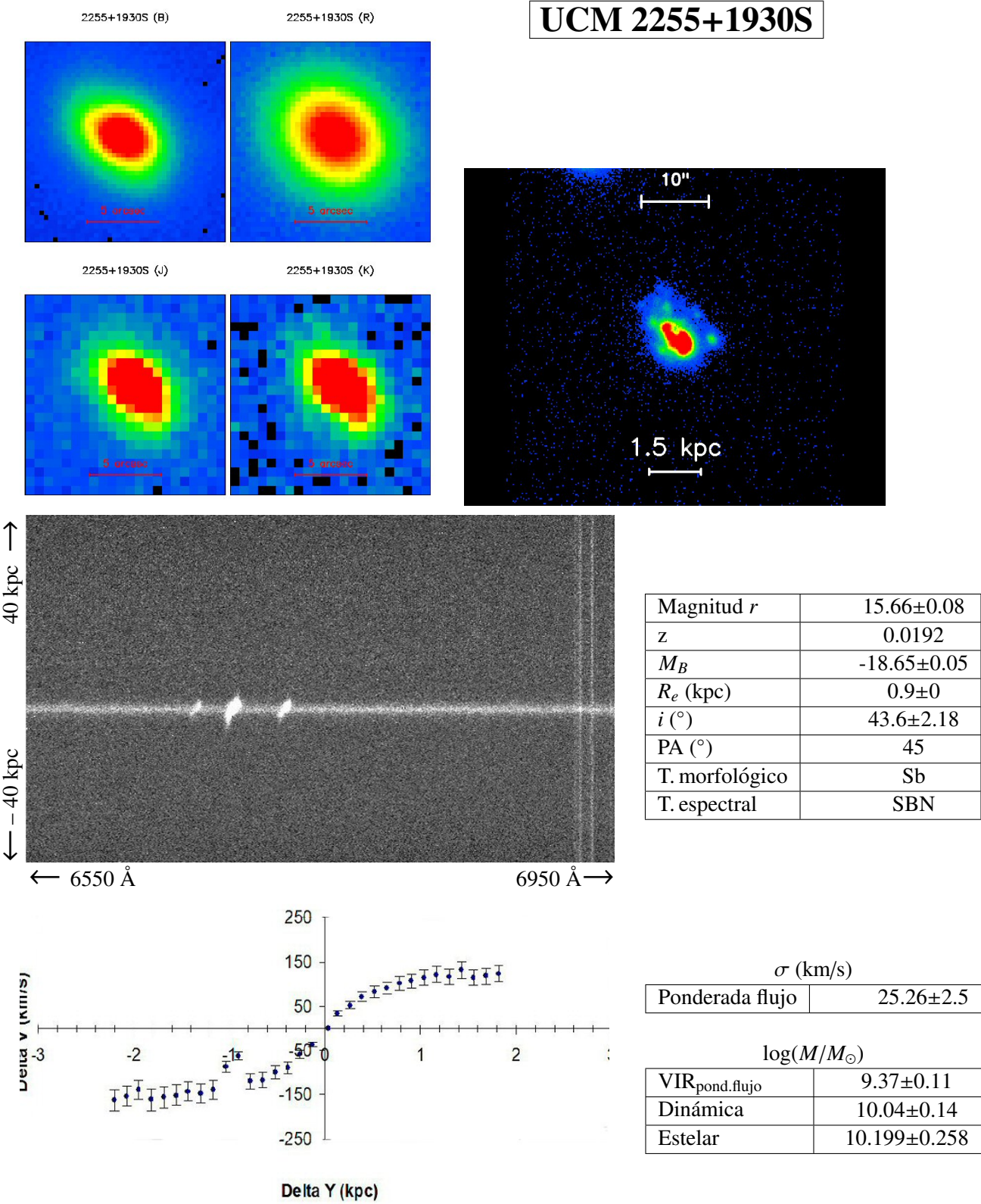


Magnitud r	15.61±0.08
z	0.0242
M_B	-19.04±0.05
R_e (kpc)	1.5±0.1
i (°)	70.88±3.54
PA (°)	35
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN

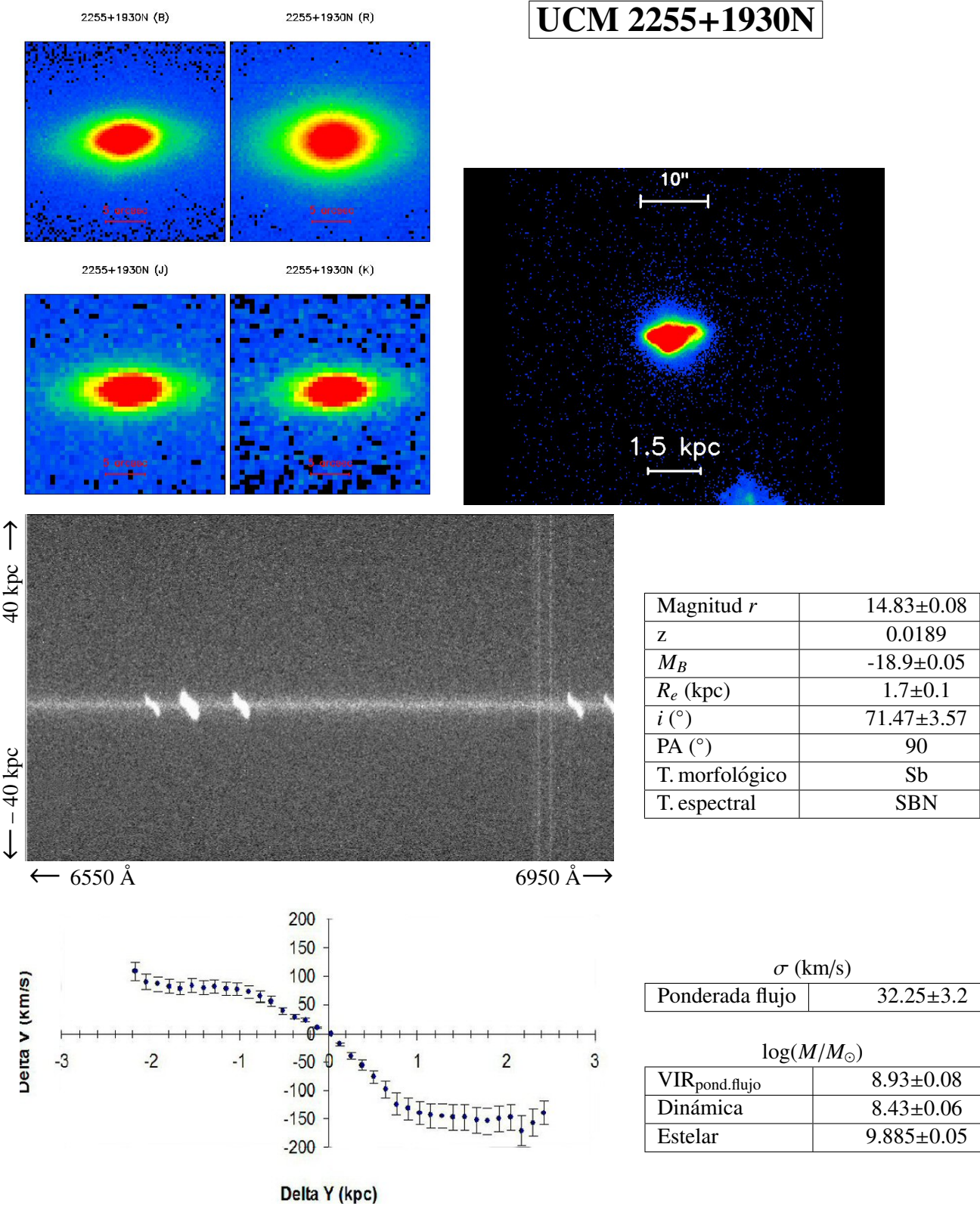


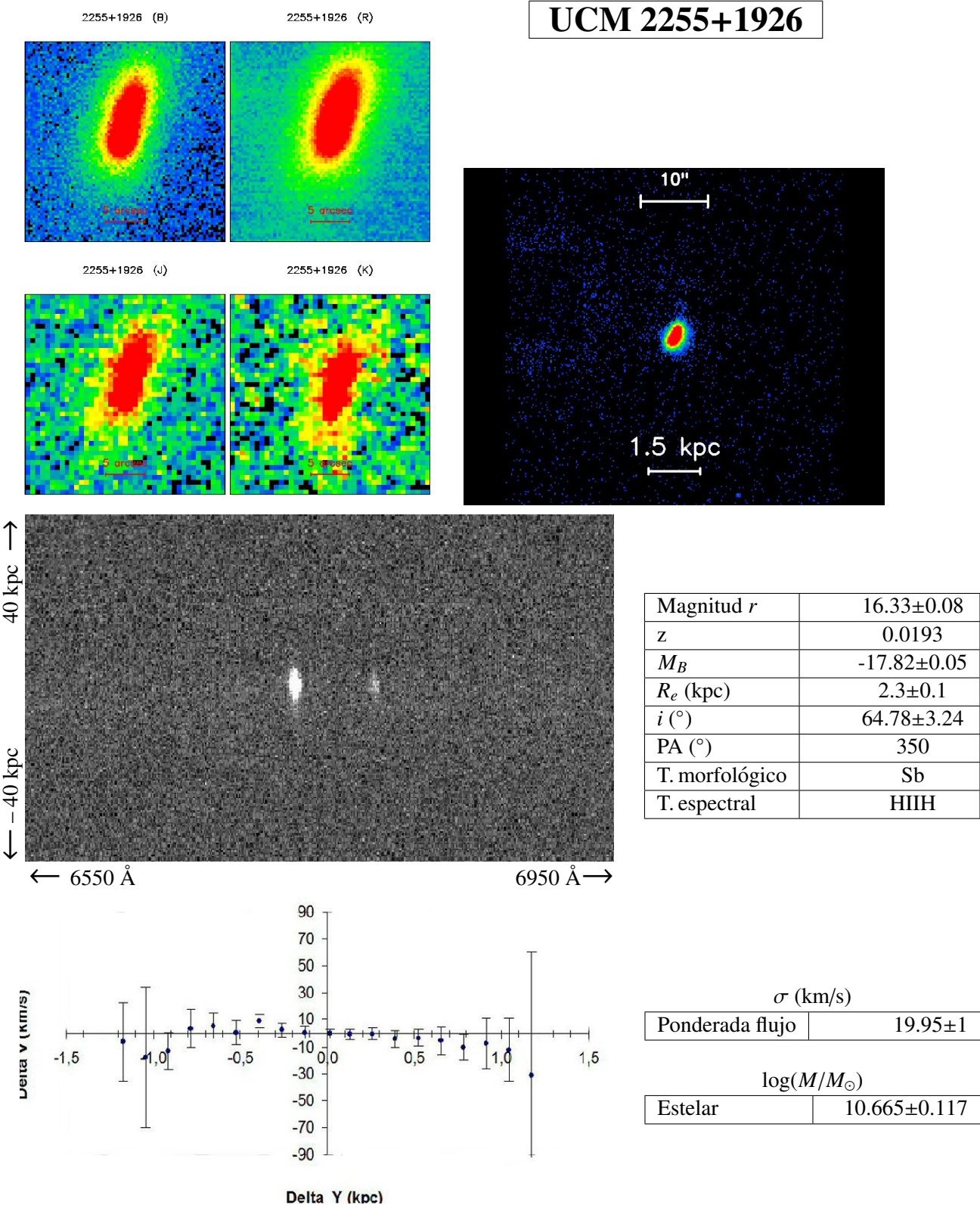
σ (km/s)	
Ponderada flujo	31.84 \pm 3.2

$\log(M/M_{\odot})$	
VIR _{pond.flujo}	8.99 ± 0.09
Dinámica	9.81 ± 0.13
Estelar	9.635 ± 0.123

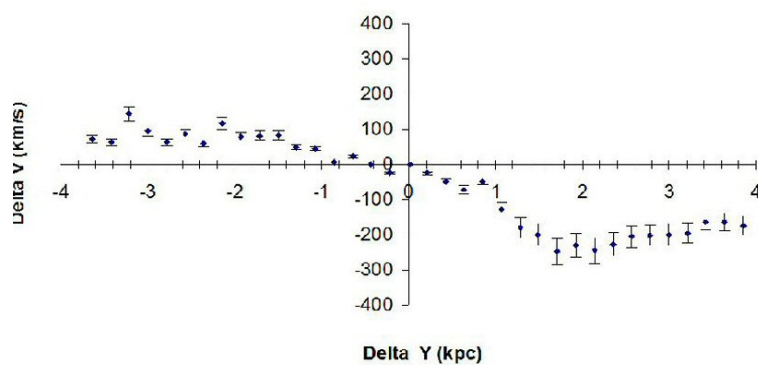
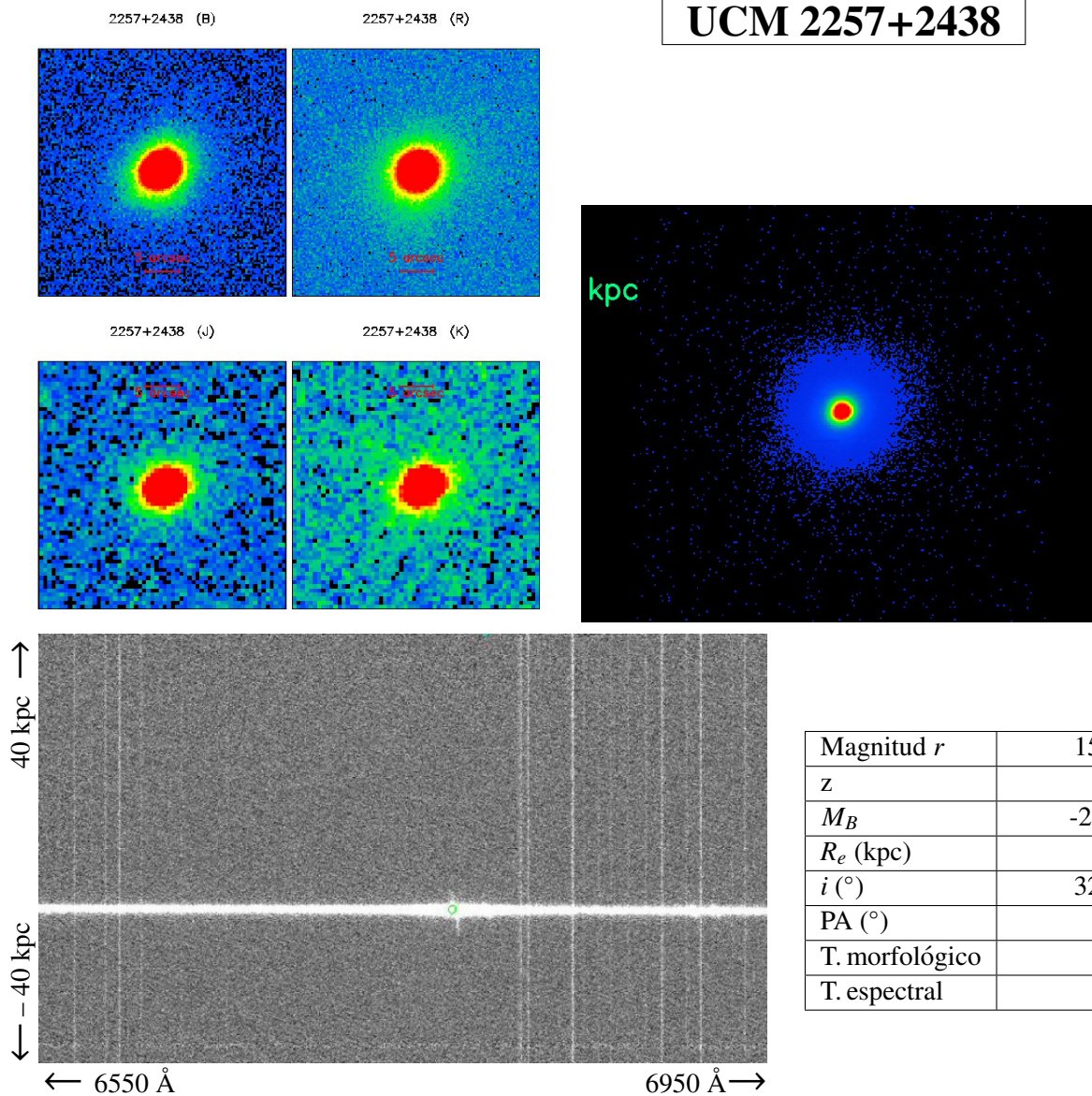


Ficha 128: Galaxia UCM 2255+1930S.





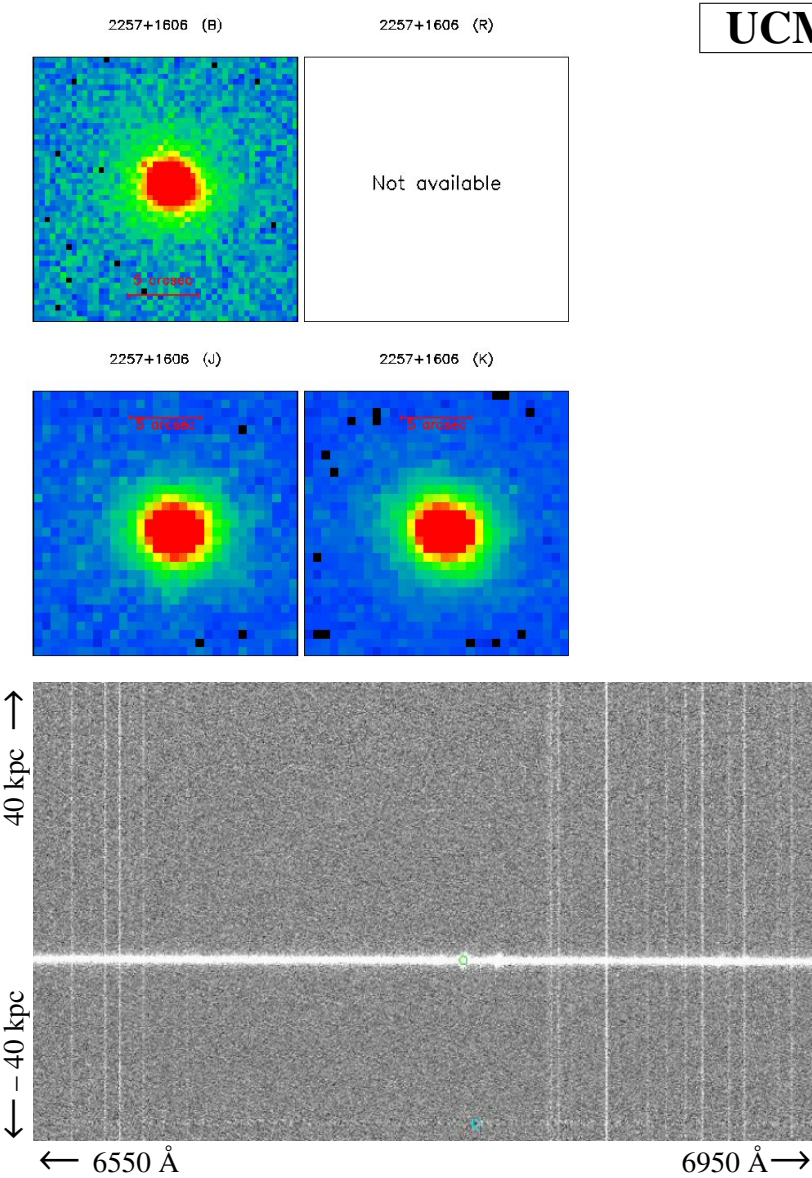
UCM 2257+2438



Magnitud r	15.32±0.08
z	0.0345
M_B	-21.01±0.06
R_e (kpc)	0.6±0.1
i (°)	32.24±1.61
PA (°)	305
T. morfológico	S0
T. espectral	Sy2

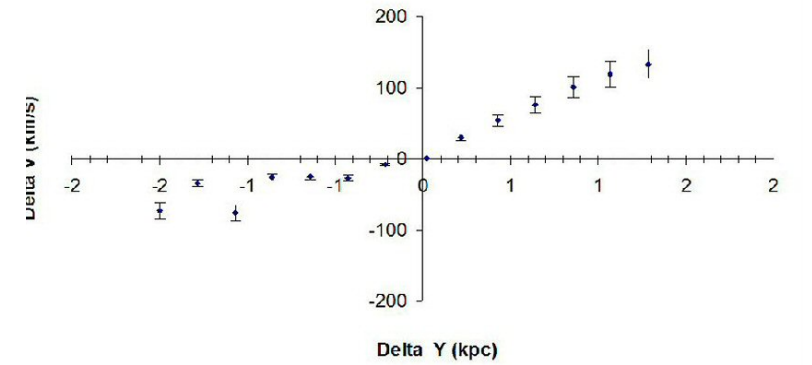
σ (km/s)	
Ponderada flujo	317.93 \pm 31.8

$\log(M/M_{\odot})$	
VIR _{pond.flujo}	10.39±0.15
Dinámica	9.72±0.12
Estelar	10.431±0.134



UCM 2257+1606

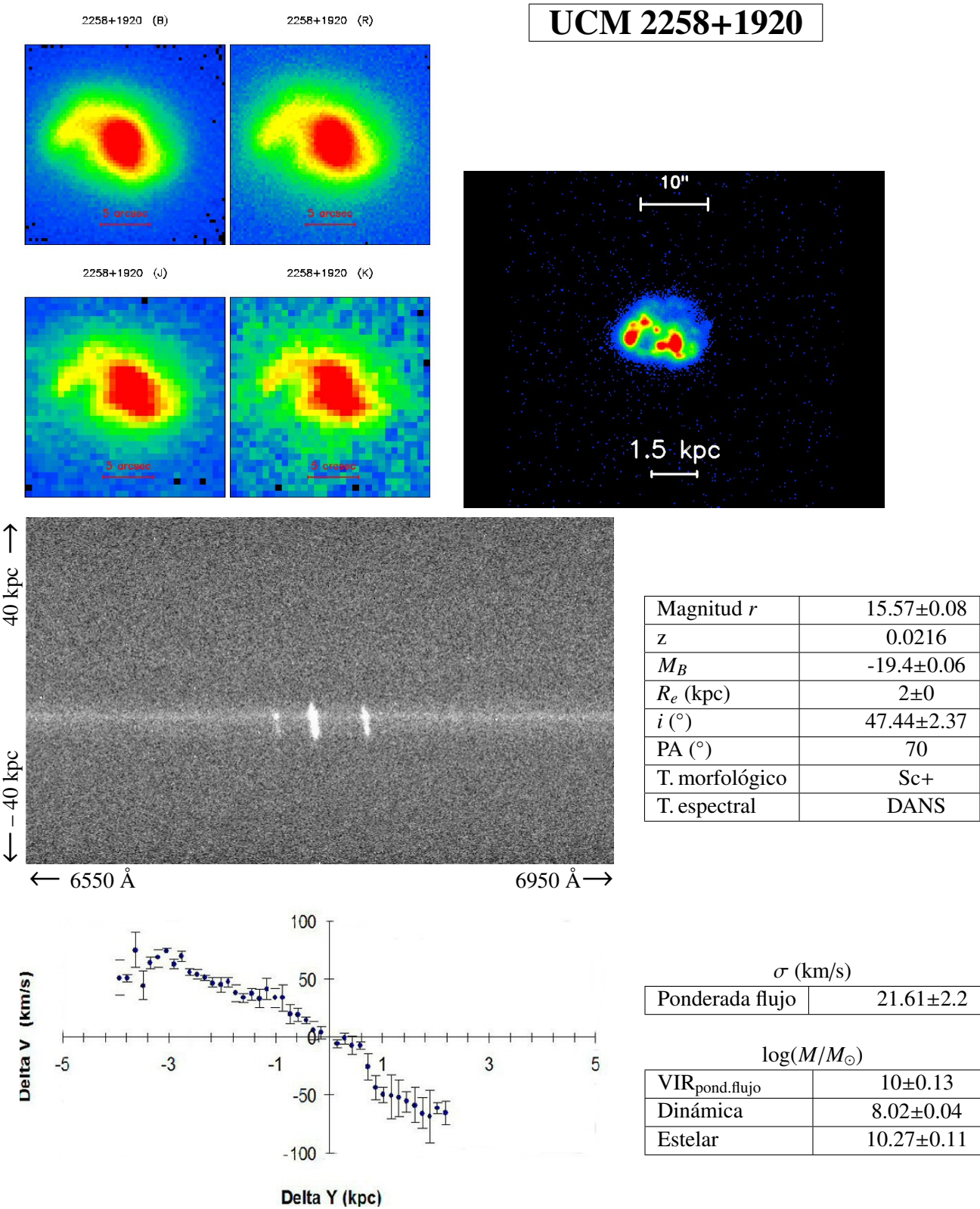
Magnitud r	17.00 ± 0.09
z	0.0321
M_B	-19.67 ± 0.06
R_e (kpc)	1.4 ± 0.02
i ($^\circ$)	3 ± 0.15
PA ($^\circ$)	0
T. morfológico	S0
T. espectral	SBN

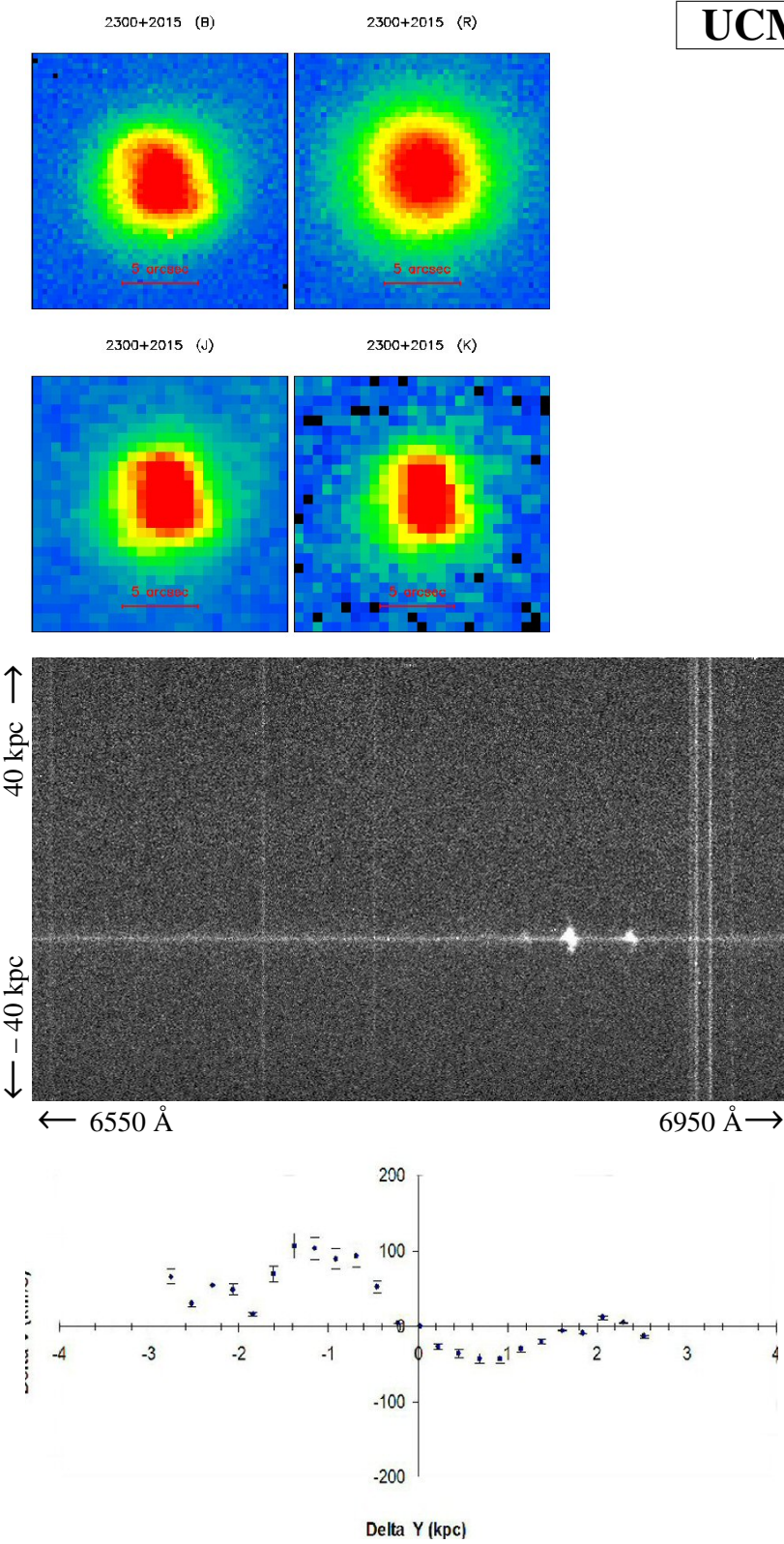


σ (km/s)	
Ponderada flujo	99.1 ± 9.9

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.06 ± 0.09
Dinámica	9.34 ± 0.1
Estelar	9.205 ± 0.146

Ficha 132: Galaxia UCM 2257+1606.





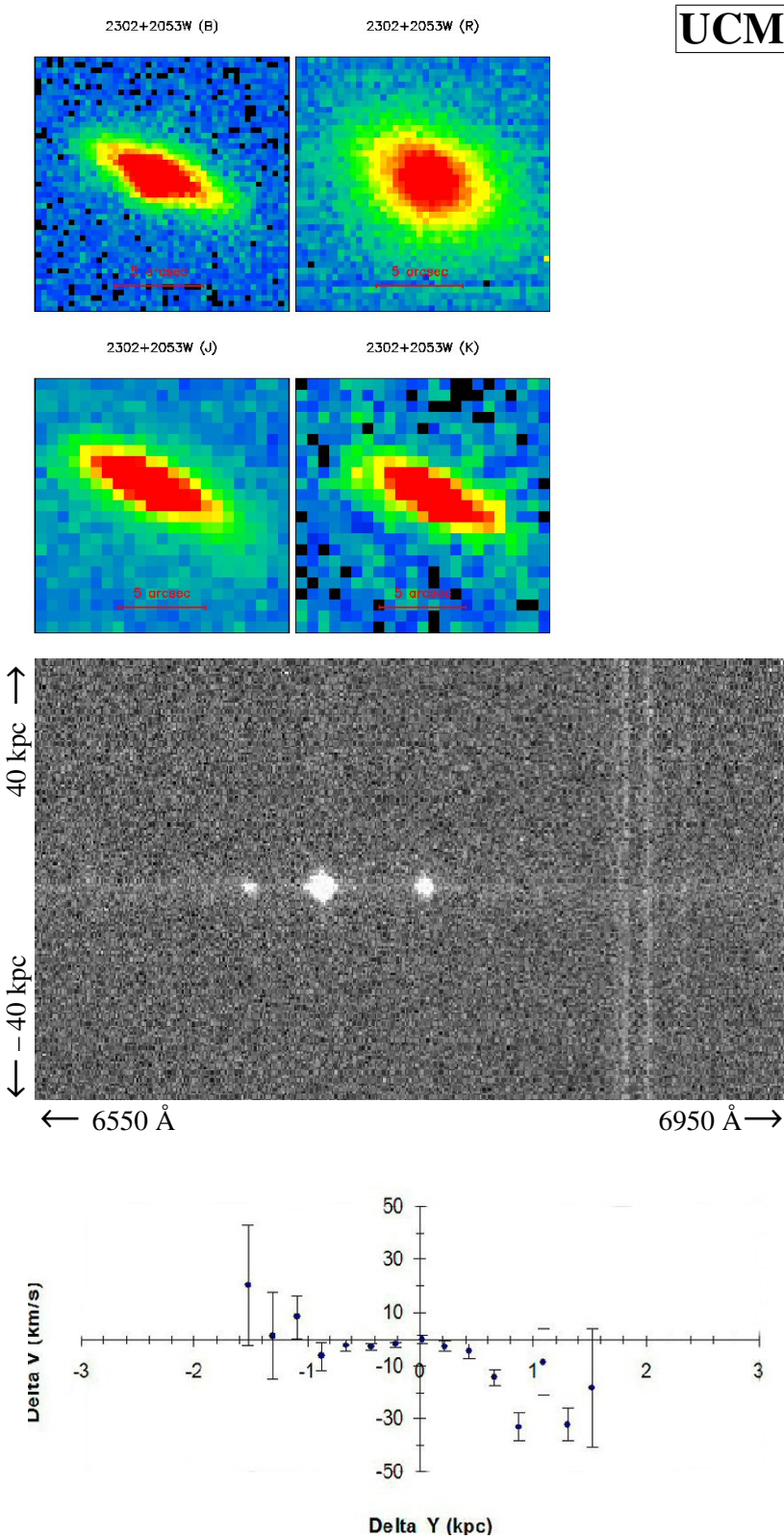
UCM 2300+2015

Magnitud r	15.93 ± 0.08
z	0.0346
M_B	-19.82 ± 0.06
R_e (kpc)	2.7 ± 0.1
PA ($^\circ$)	90
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	54.22 ± 5.4

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.59 ± 0.12
Dinámica	8.16 ± 0.05
Estelar	9.651 ± 0.218

Ficha 134: Galaxia UCM 2300+2015.



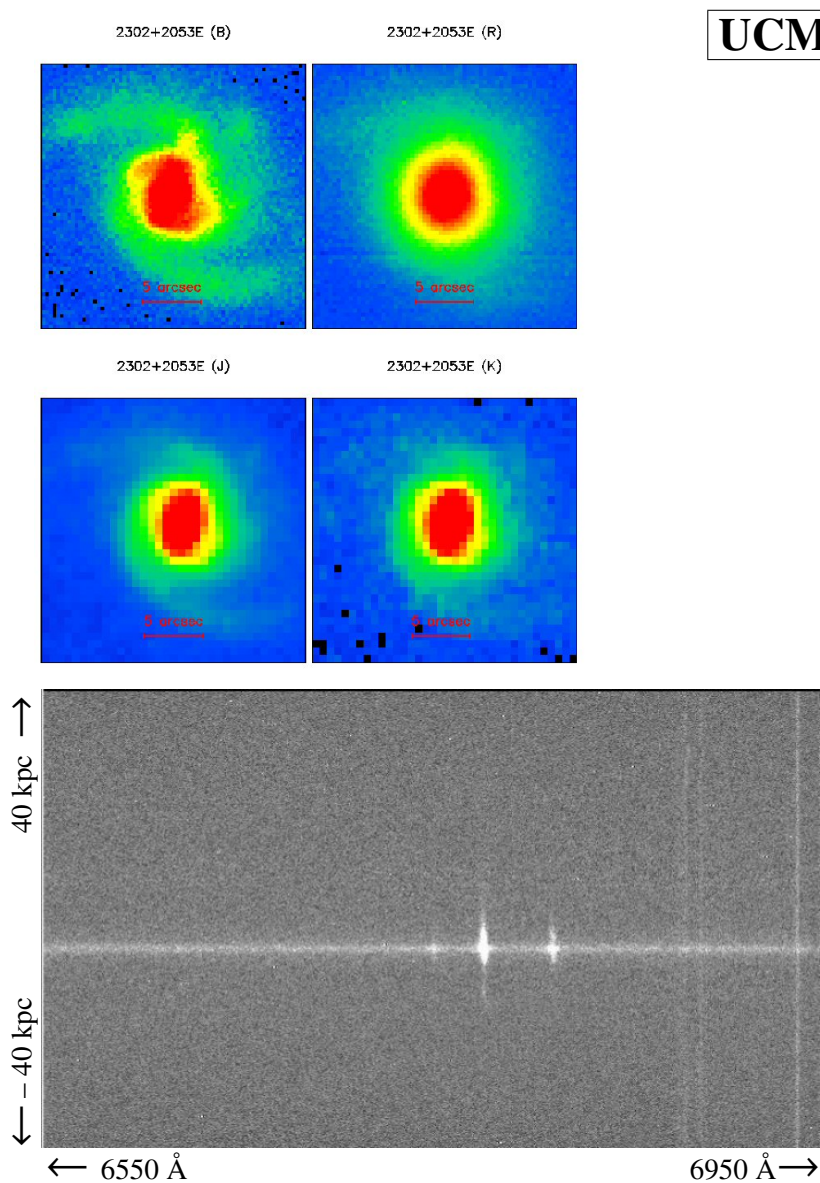
UCM 2302+2053W

Magnitud <i>r</i>	17.12±0.09
<i>z</i>	0.0328
<i>M_B</i>	-19.27±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	1.3±0.1
<i>i</i> (°)	67.31±3.37
PA (°)	60
T. morfológico	Sb
T. espectral	IIIIH

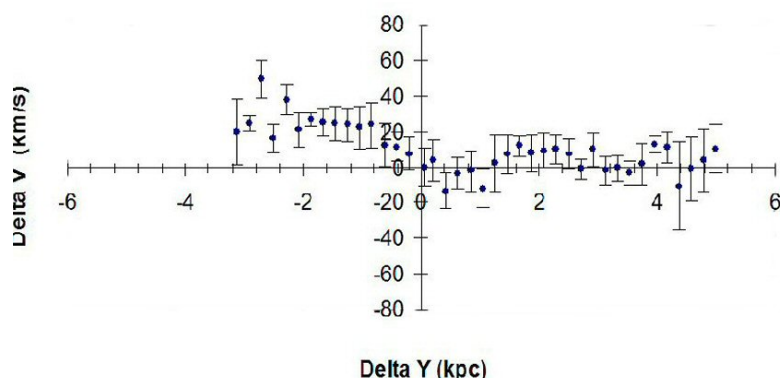
<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	38.67±1.9

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	9.77±0.12
Dinámica	9.18±0.1
Estelar	10.913±0.06

Ficha 135: Galaxia UCM 2302+2053W.



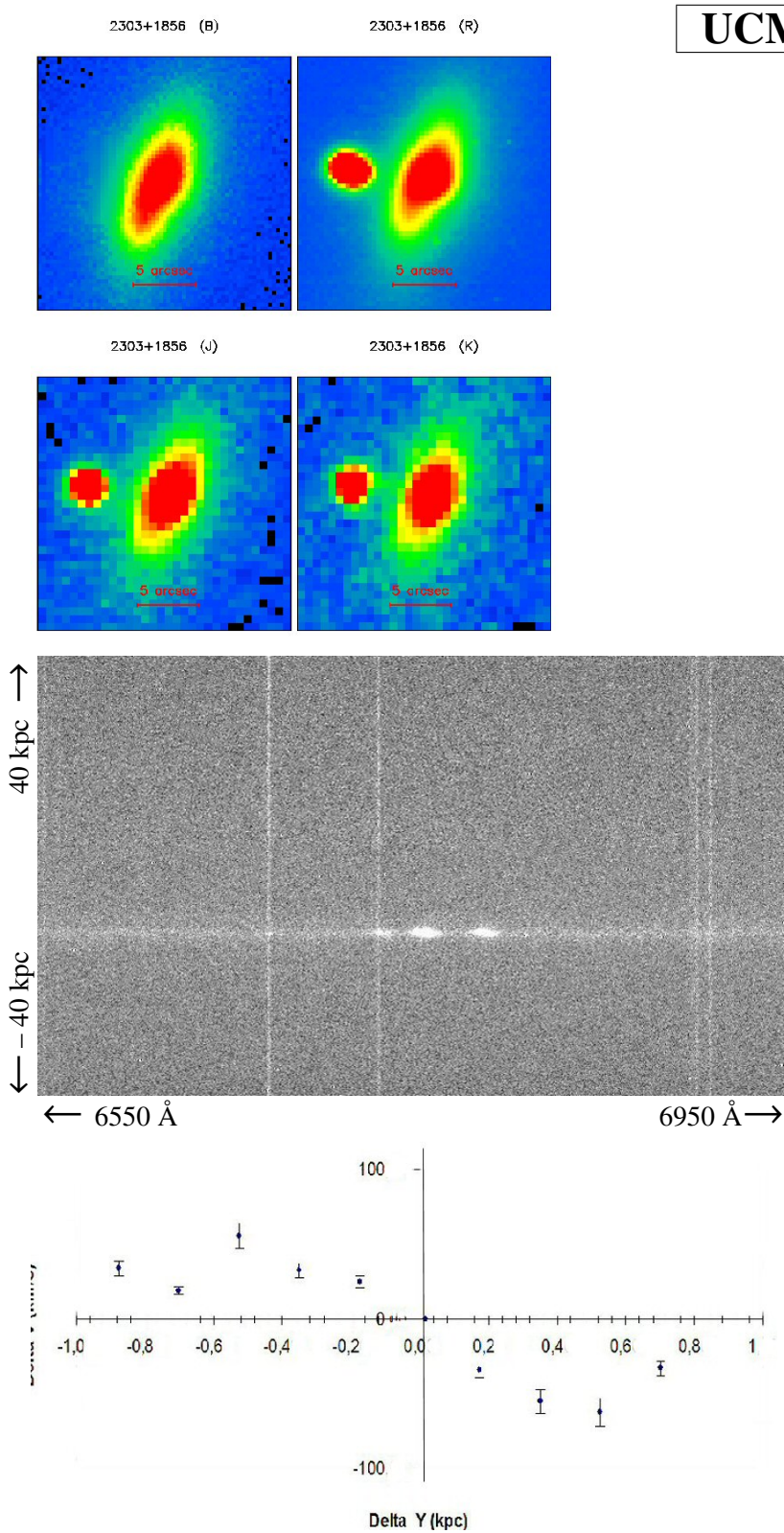
Magnitud r	14.58 ± 0.07
z	0.0312
M_B	-21.45 ± 0.06
R_e (kpc)	4 ± 0.1
i ($^\circ$)	64.52 ± 3.23
PA ($^\circ$)	70
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN



σ (km/s)	
Ponderada flujo	40.98 ± 4.1

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.51 ± 0.16
Dinámica	8.24 ± 0.05
Estelar	10.784 ± 0.074

Ficha 136: Galaxia UCM 2302+2053E.



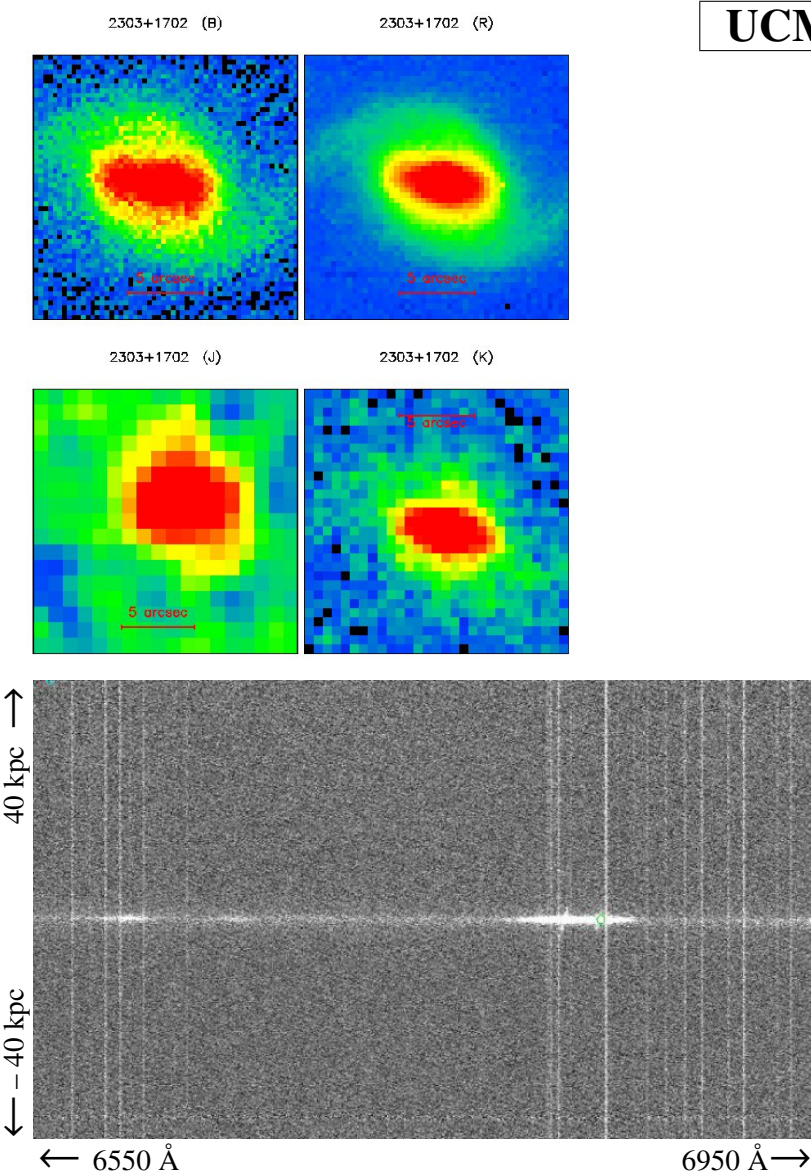
UCM 2303+1856

Magnitud r	15.06 ± 0.08
z	0.0262
M_B	-19.85 ± 0.06
R_e (kpc)	2.6 ± 0.1
PA ($^\circ$)	335
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	117.64 ± 11.8

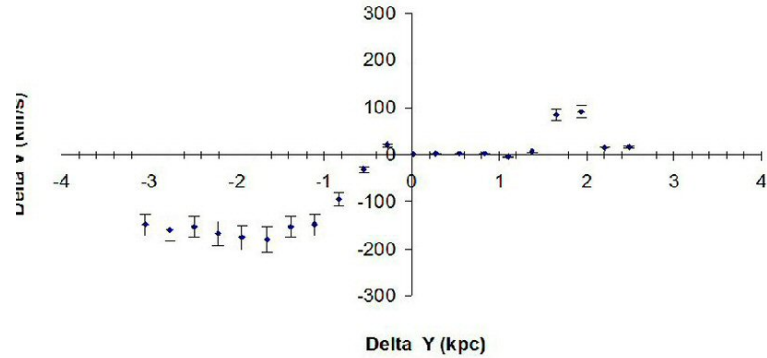
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.91 ± 0.17
Dinámica	8.21 ± 0.05
Estelar	10.213 ± 0.067

Ficha 137: Galaxia UCM 2303+1856.



UCM 2303+1702

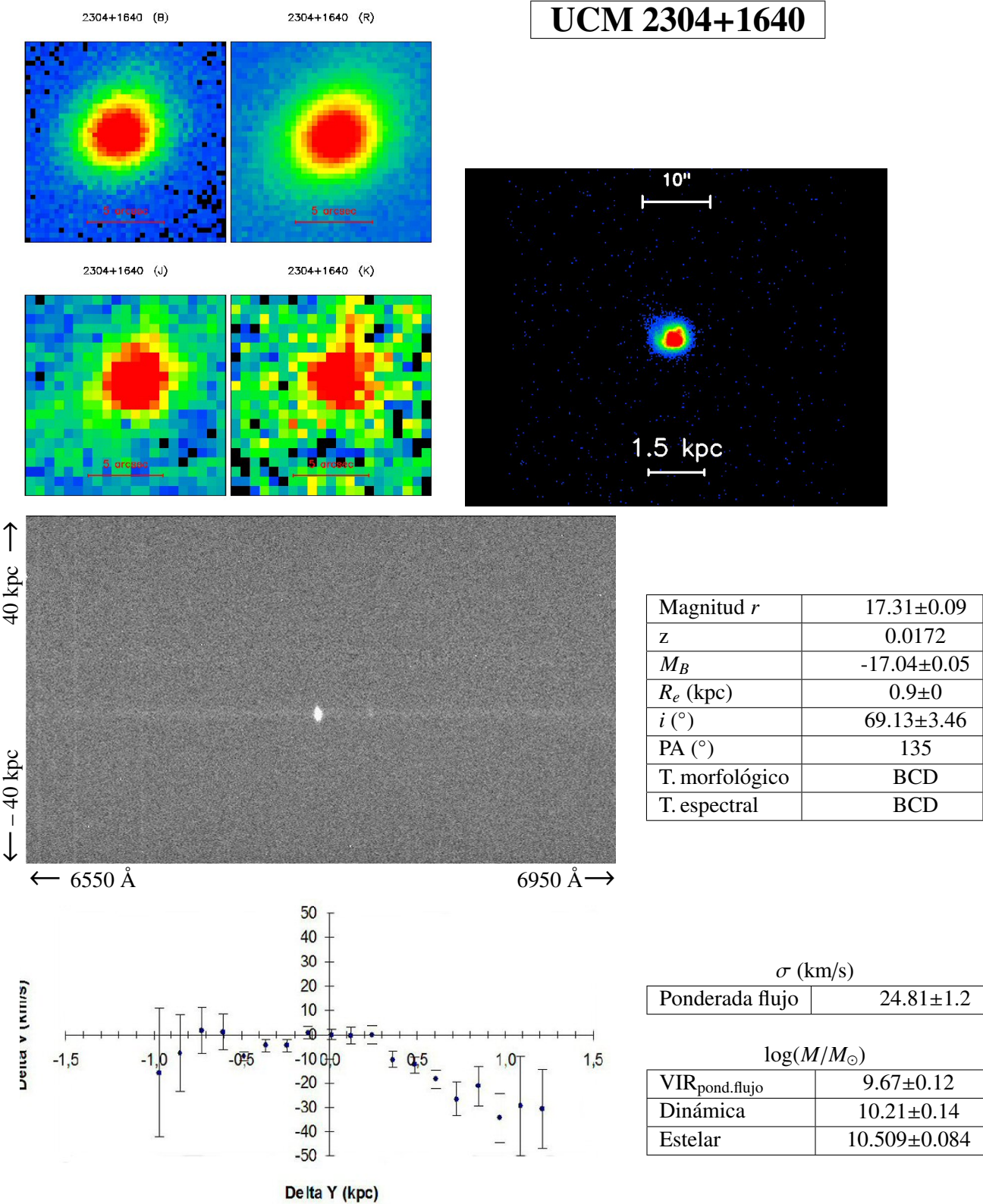
Magnitud r	16.29 ± 0.08
z	0.042
M_B	-19.46 ± 0.06
R_e (kpc)	3.4 ± 0.1
i (°)	57.52 ± 2.88
PA (°)	48
T. morfológico	Sc+
T. espectral	Sy2

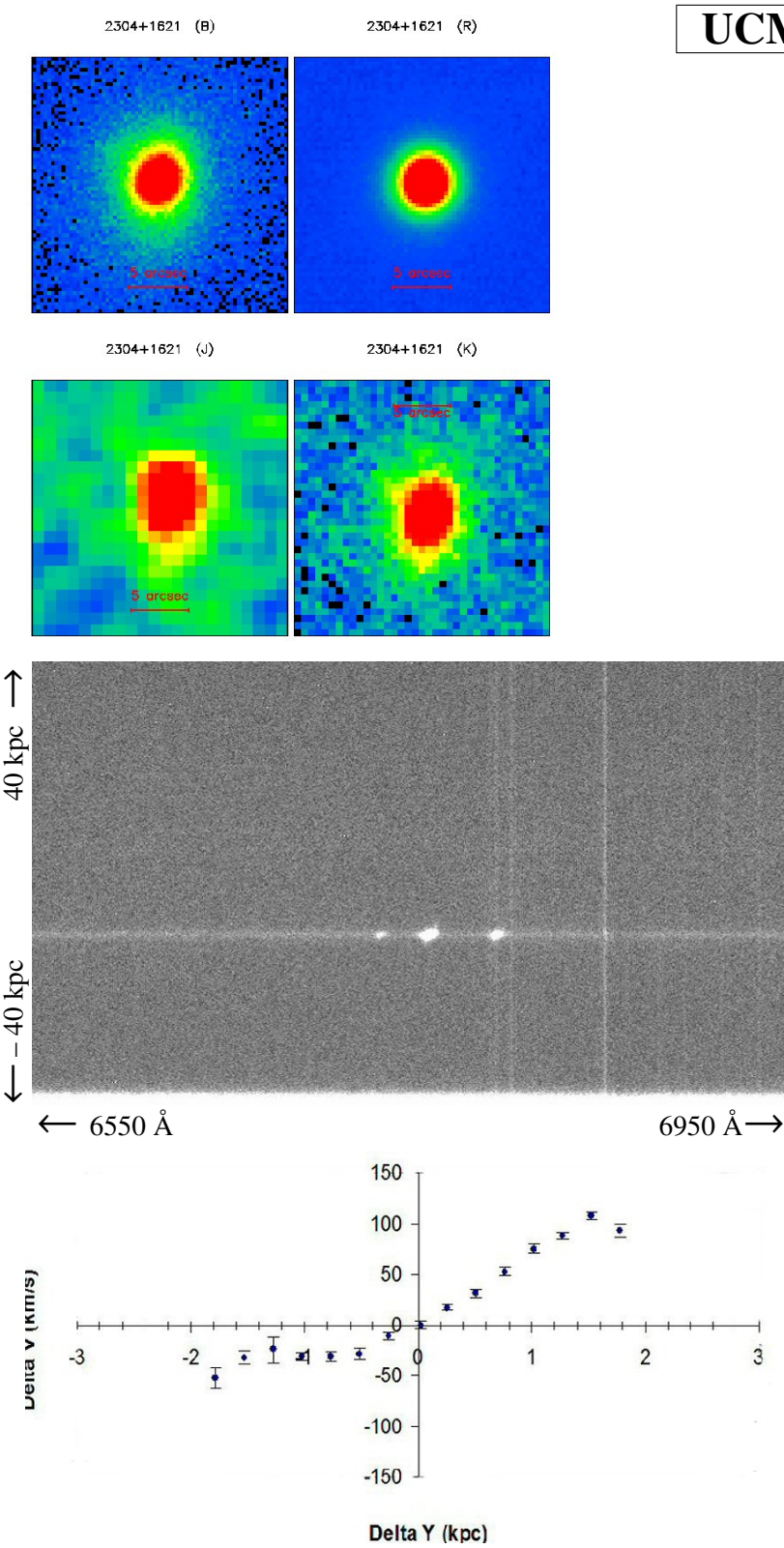


σ (km/s)	
Ponderada flujo	157.11 ± 15.7

$\log(M/M_{\odot})$	
VIR _{pond.flujo}	8.86 ± 0.08
Dinámica	8.42 ± 0.06
Estelar	8.298 ± 0.089

Ficha 138: Galaxia UCM 2303+1702.





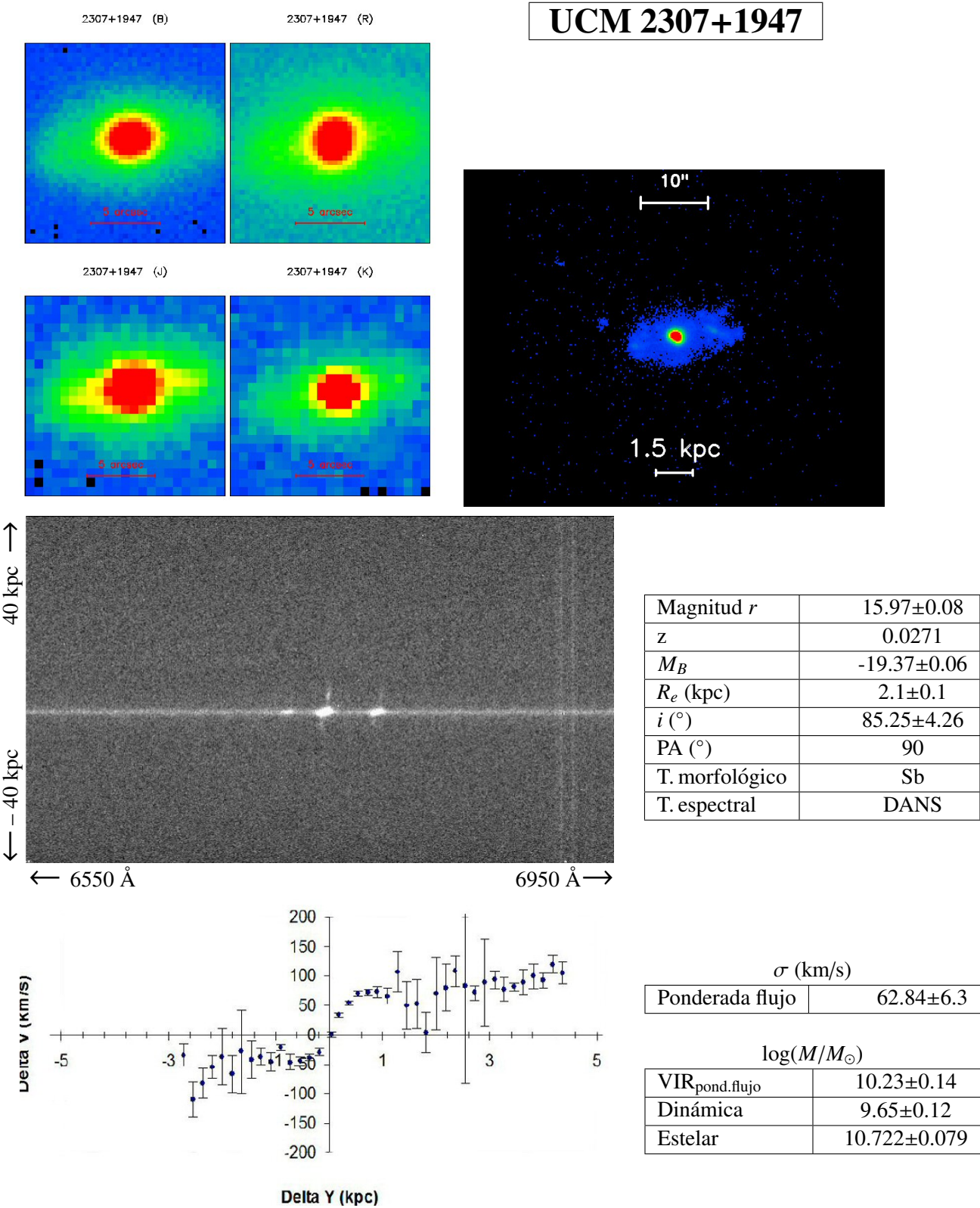
UCM 2304+1621

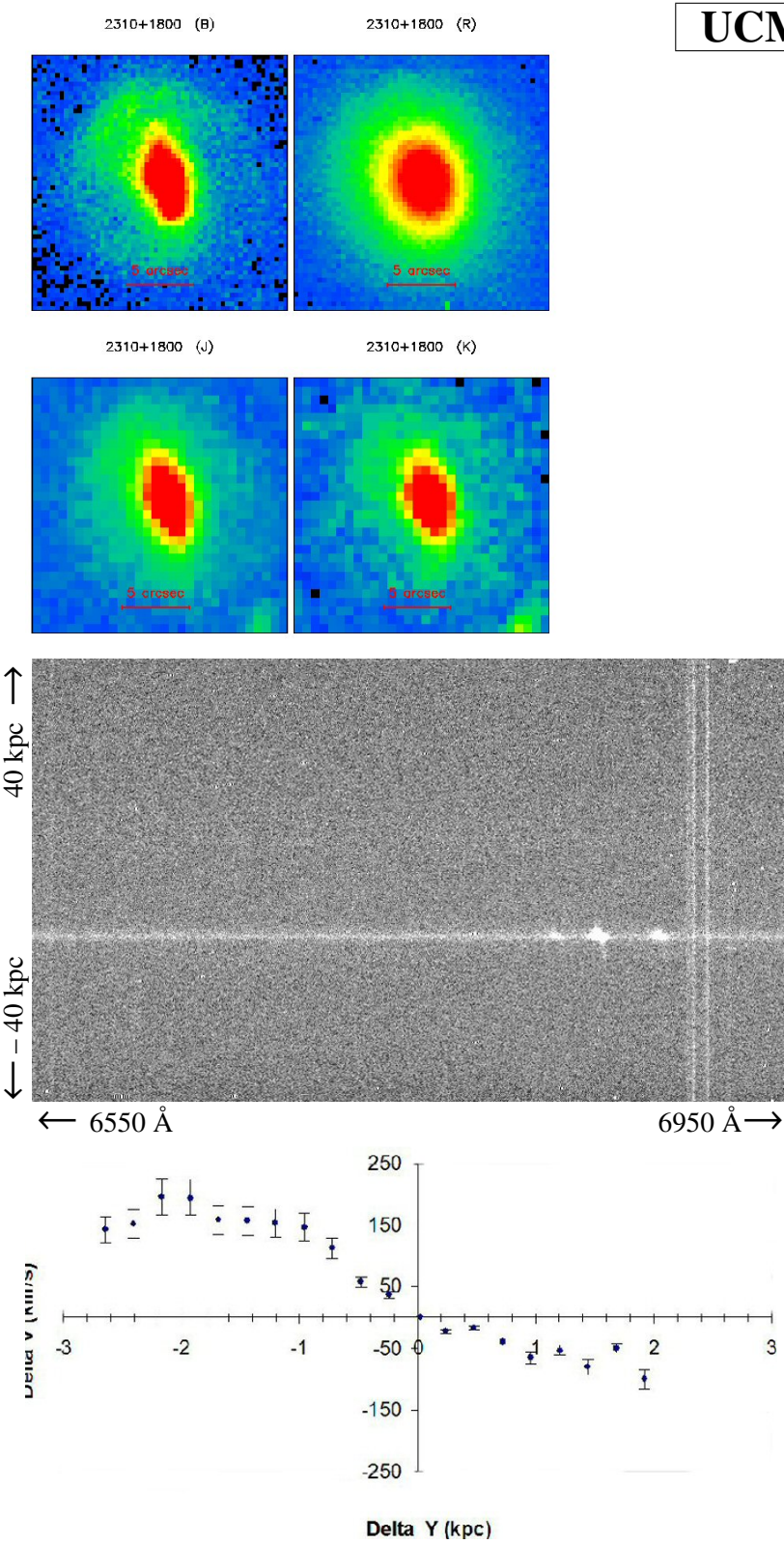
Magnitud r	15.42 ± 0.08
z	0.0384
M_B	-19.56 ± 0.06
R_e (kpc)	2.4 ± 0.1
i ($^\circ$)	35.18 ± 1.76
PA ($^\circ$)	330
T. morfológico	Sa
T. espectral	DANS

σ (km/s)	
Ponderada flujo	53.42 ± 5.3

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.84 ± 0.13
Dinámica	10.05 ± 0.14
Estelar	10.461 ± 0.093

Ficha 140: Galaxia UCM 2304+1621.





UCM 2310+1800

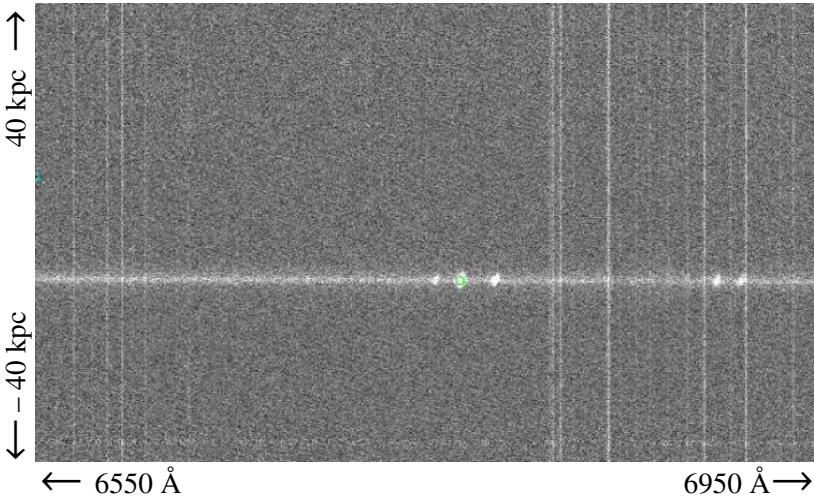
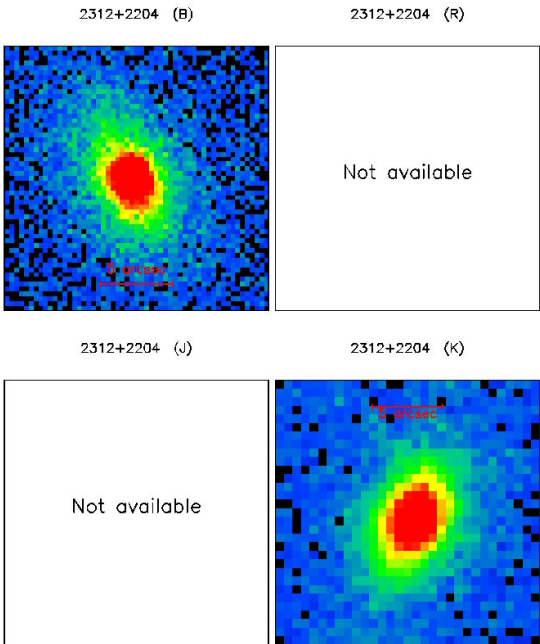
Magnitud <i>r</i>	15.83±0.08
<i>z</i>	0.0363
<i>M_B</i>	-19.87±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	2.7±0.1
<i>i</i> (°)	32.68±1.63
PA (°)	45
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	67.01±6.7

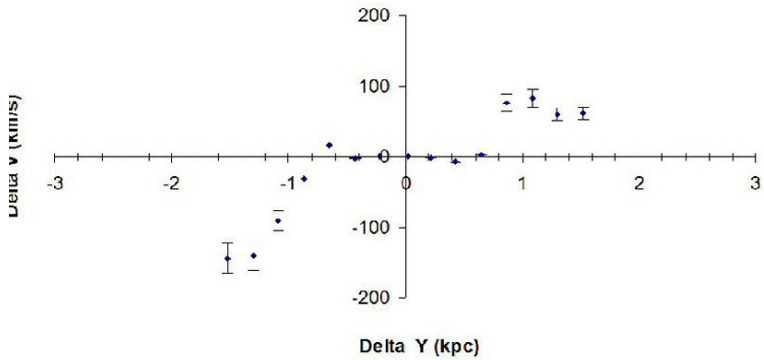
log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	10.97±0.17
Dinámica	7.8±0.03
Estelar	10.28±0.234

Ficha 142: Galaxia UCM 2310+1800.

UCM 2312+2204

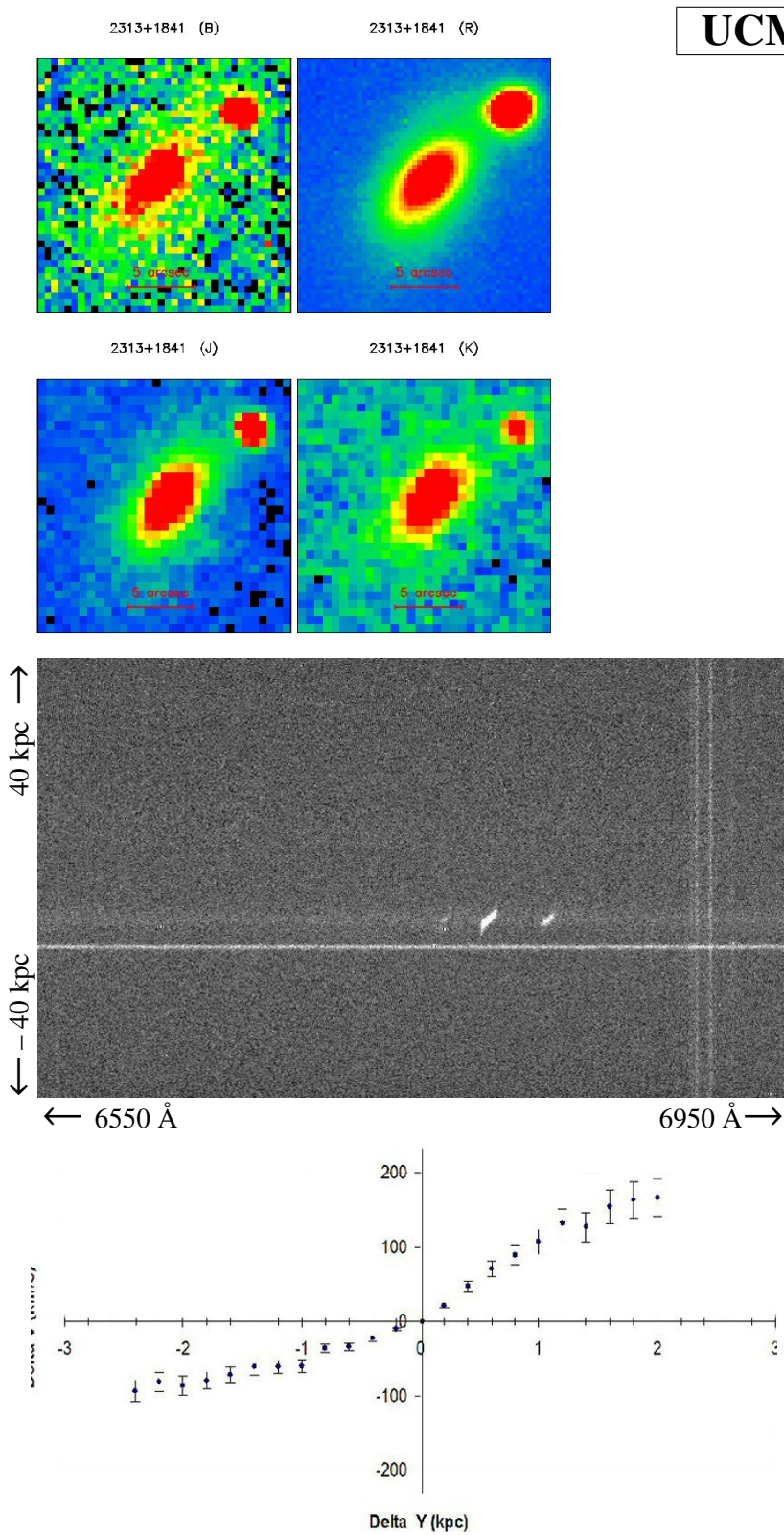


Magnitud r	16.75 ± 0.09
z	0.0327
M_B	-19.53 ± 0.06
R_e (kpc)	1.7 ± 0.2
i ($^\circ$)	65.11 ± 3.26
PA ($^\circ$)	336
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN



σ (km/s)	
Ponderada flujo	167.29 ± 16.7

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.66 ± 0.12
Dinámica	10.11 ± 0.14
Estelar	10.367 ± 0.108



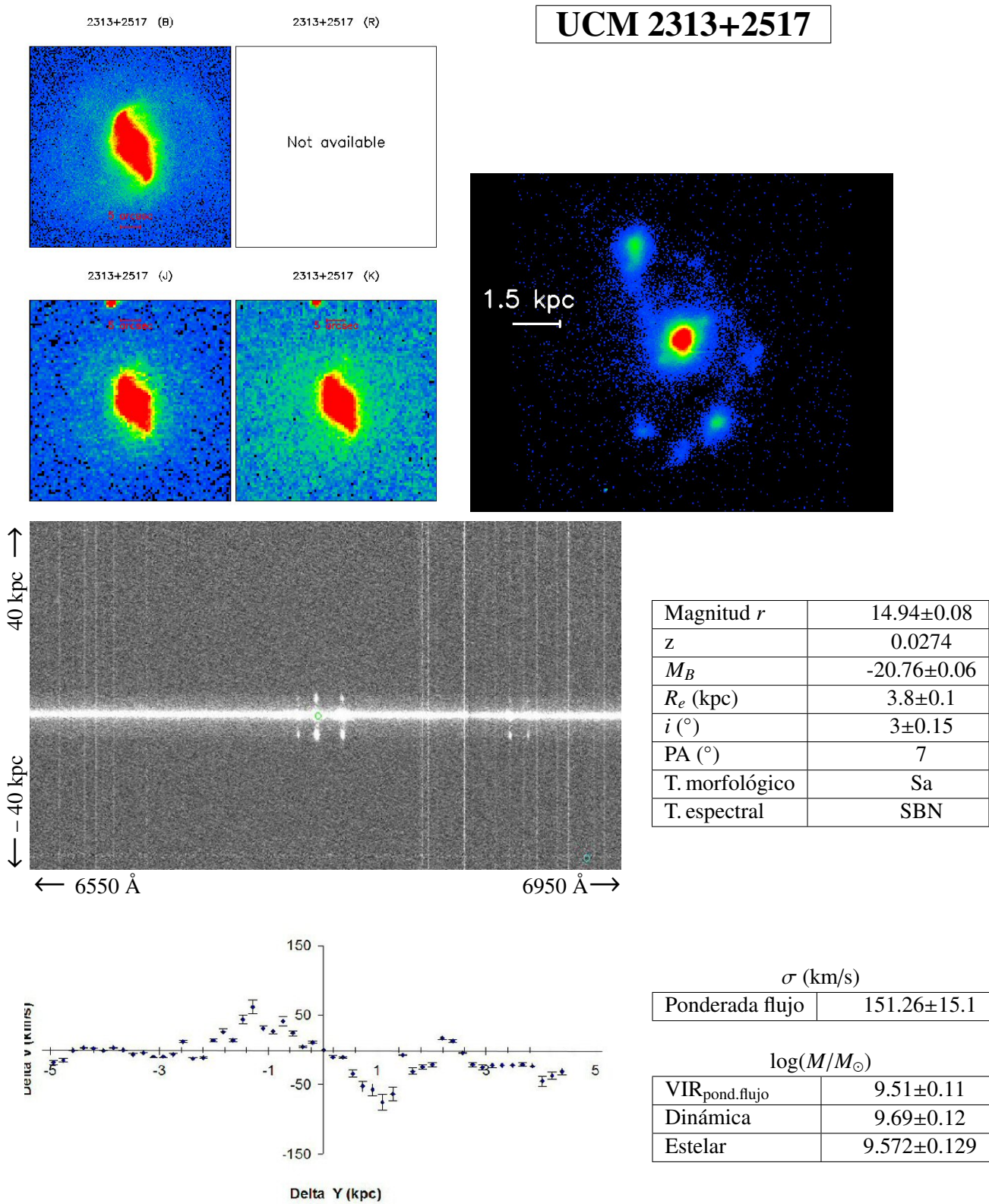
UCM 2313+1841

Magnitud r	16.25 ± 0.08
z	0.03
M_B	-18.96 ± 0.05
R_e (kpc)	4.1 ± 0.4
PA ($^\circ$)	315
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

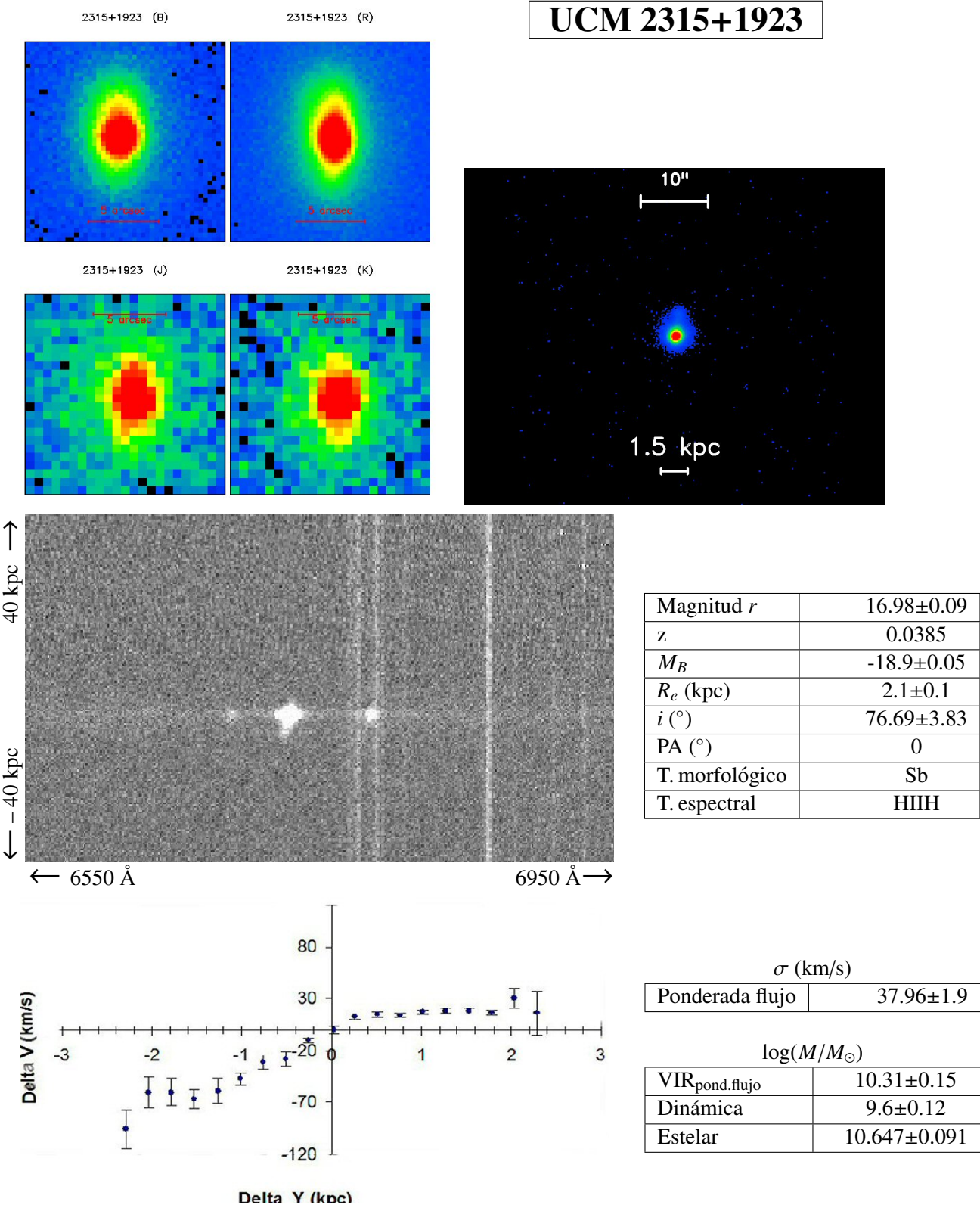
σ (km/s)	
Ponderada flujo	39.42 ± 3.9

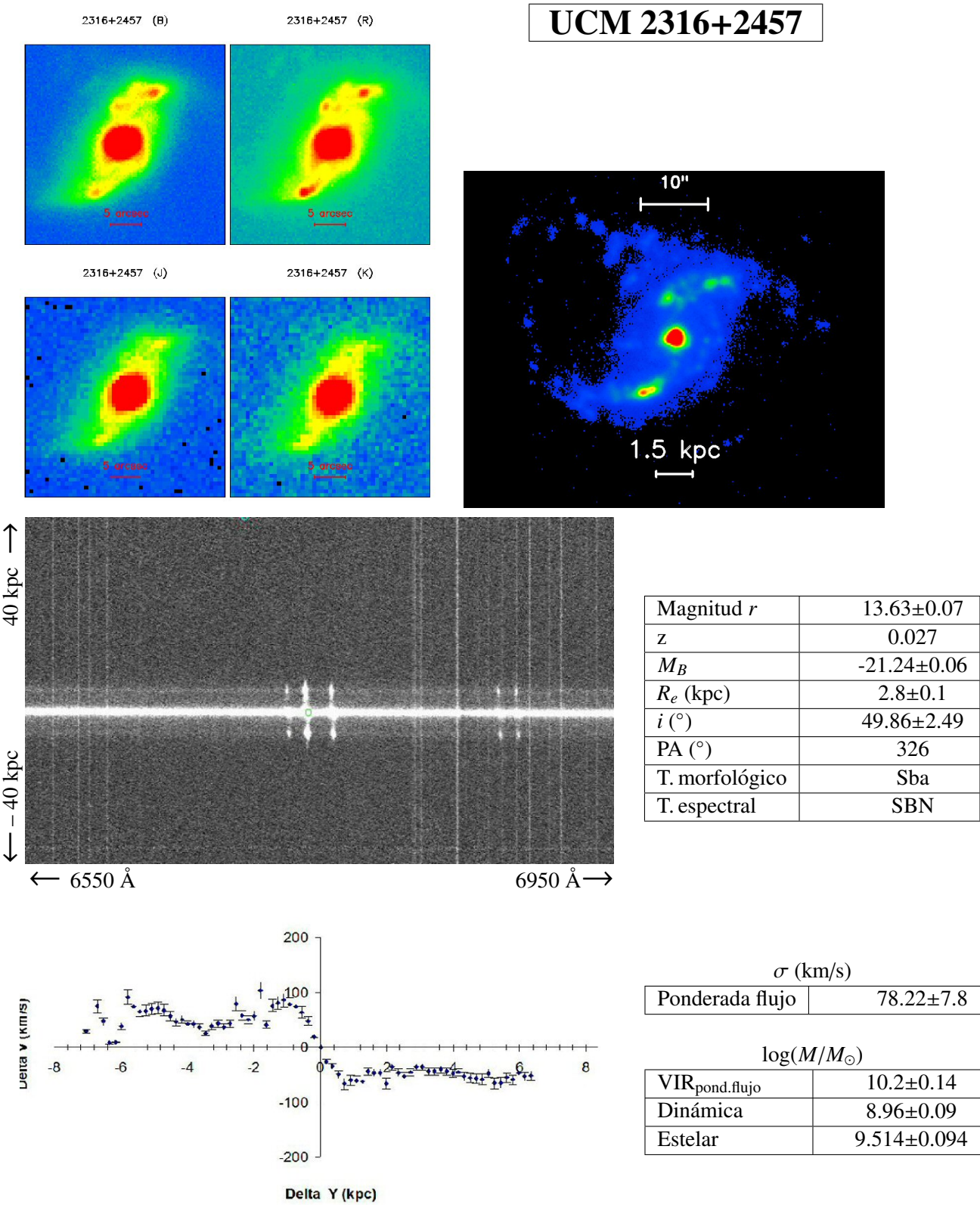
$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.88 ± 0.17
Dinámica	8.99 ± 0.09
Estelar	11.139 ± 0.074

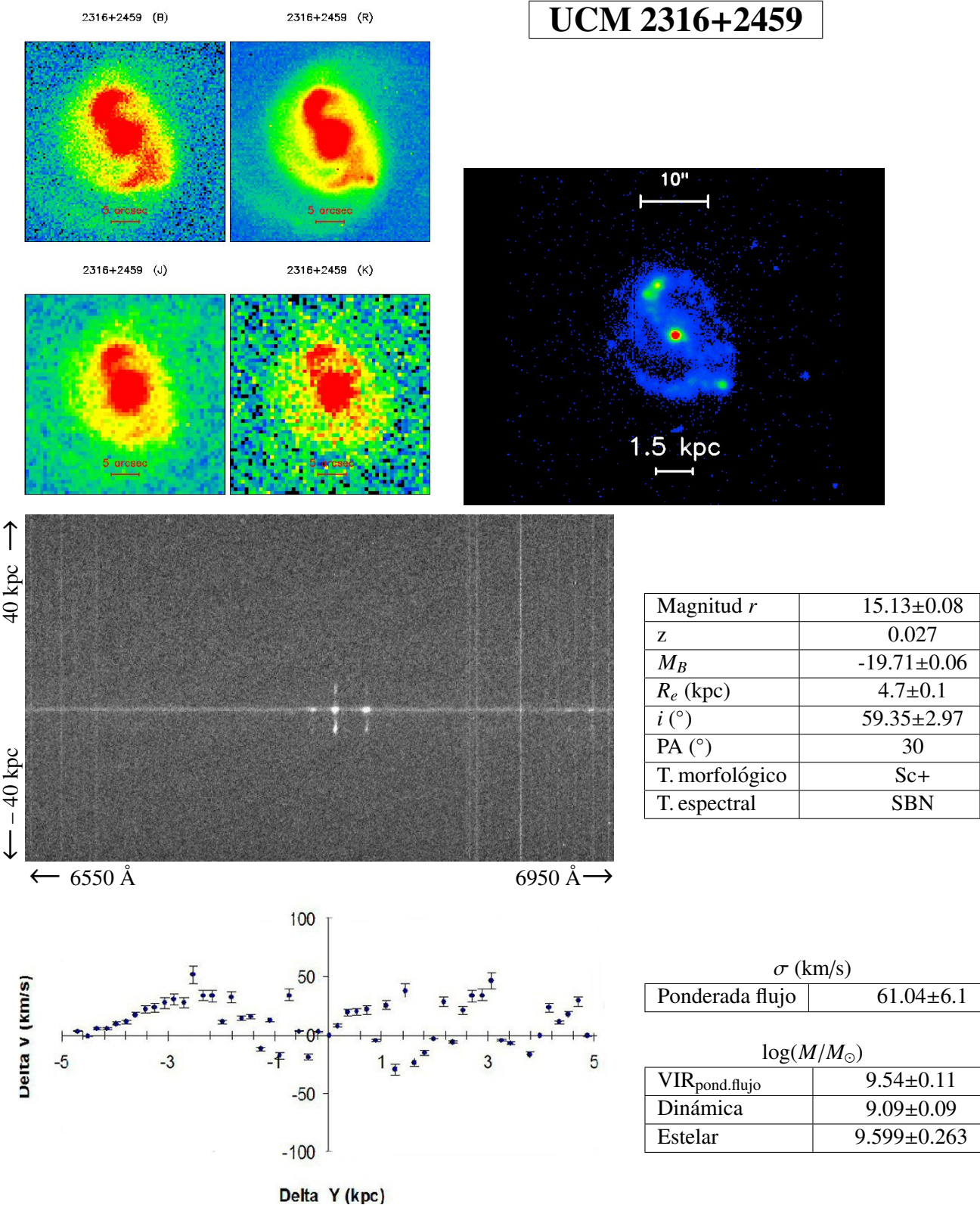
Ficha 144: Galaxia UCM 2313+1841.

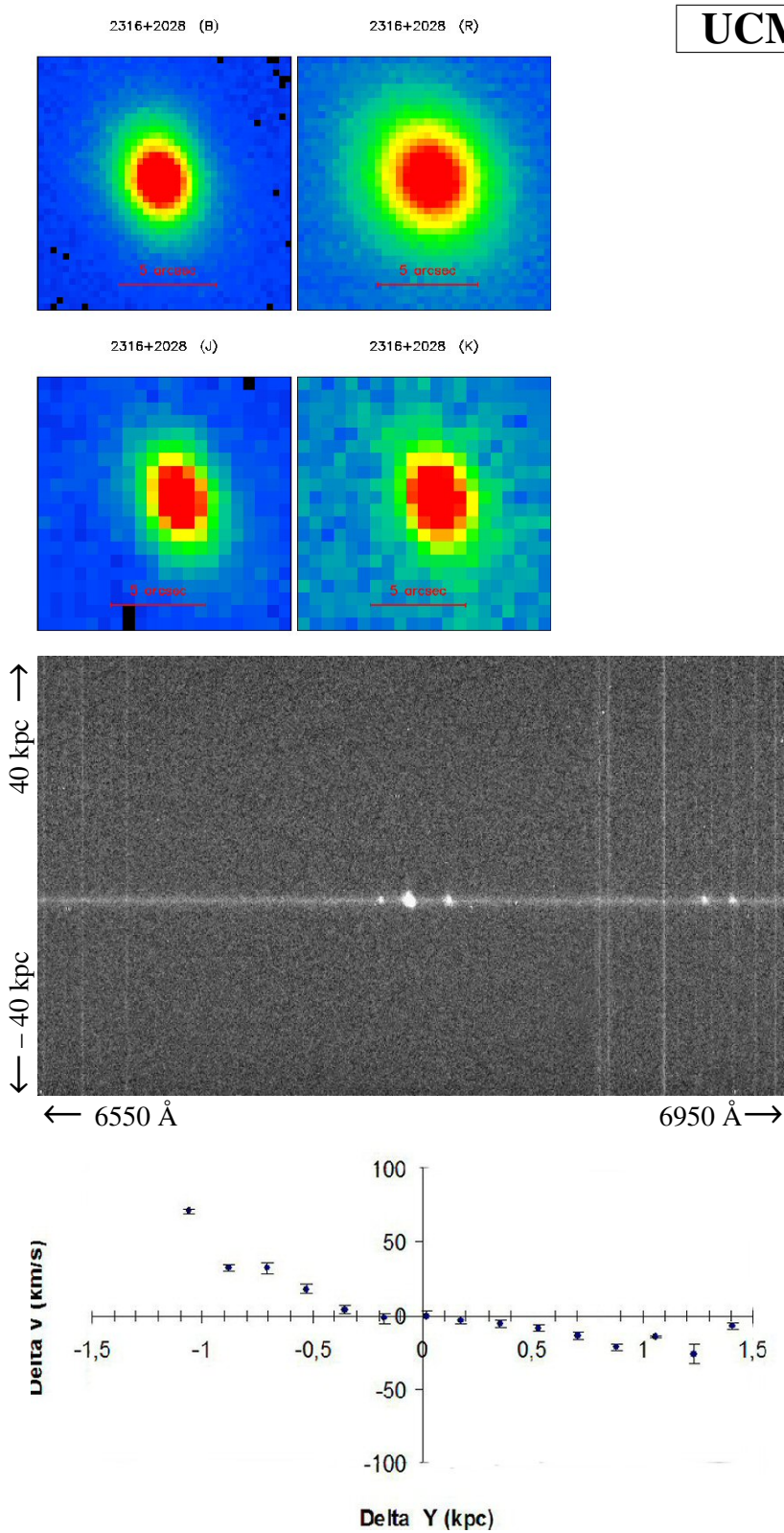


Ficha 145: Galaxia UCM 2313+2517.









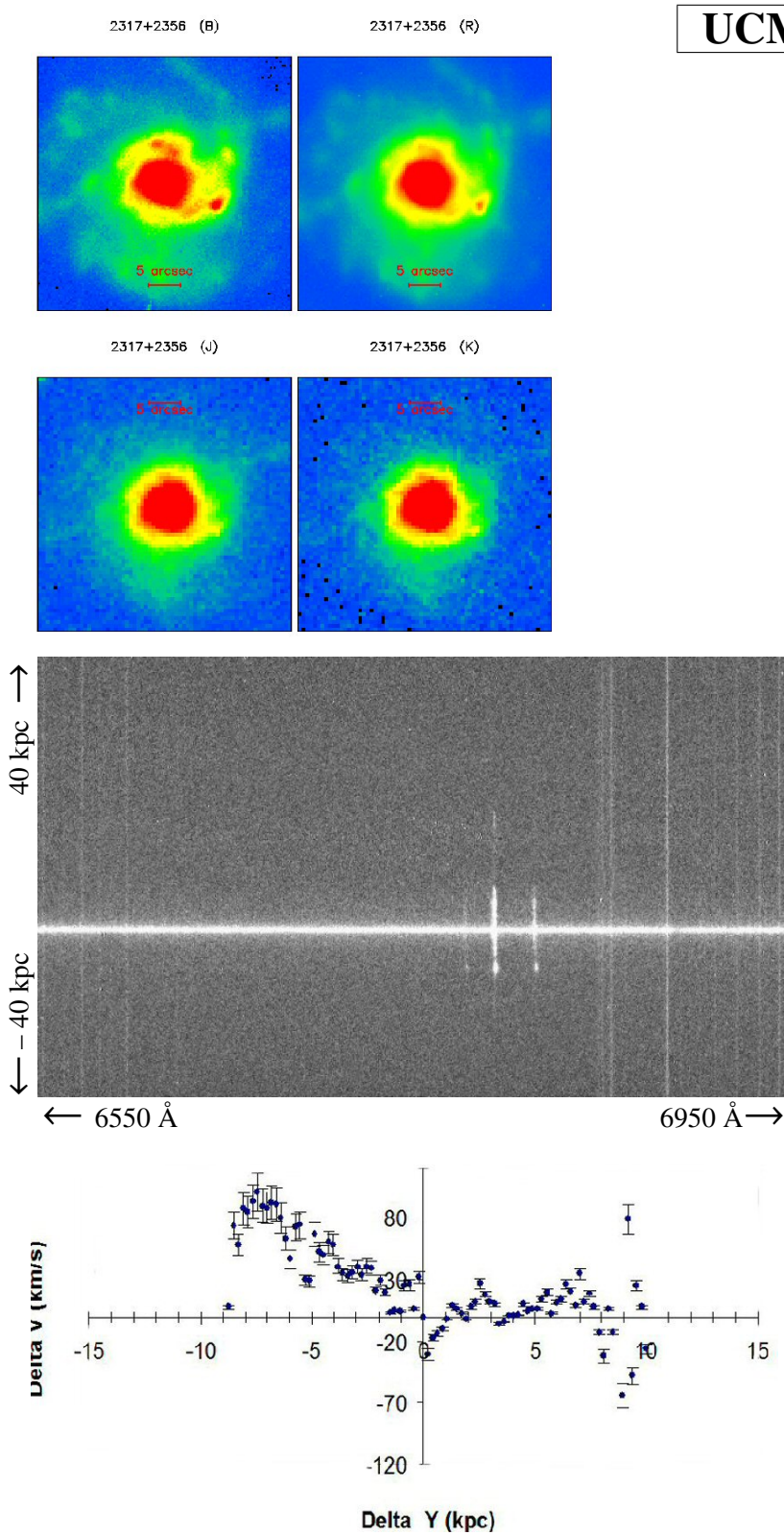
UCM 2316+2028

Magnitud <i>r</i>	16.85±0.09
<i>z</i>	0.0263
<i>M_B</i>	-18.84±0.05
<i>R_e</i> (kpc)	1.3±0.1
<i>i</i> (°)	53.77±2.69
PA (°)	30
T. morfológico	Sa
T. espectral	DANS

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	44.1±4.4

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	9.88±0.13
Dinámica	9.88±0.13
Estelar	11.273±0.105

Ficha 149: Galaxia UCM 2316+2028.



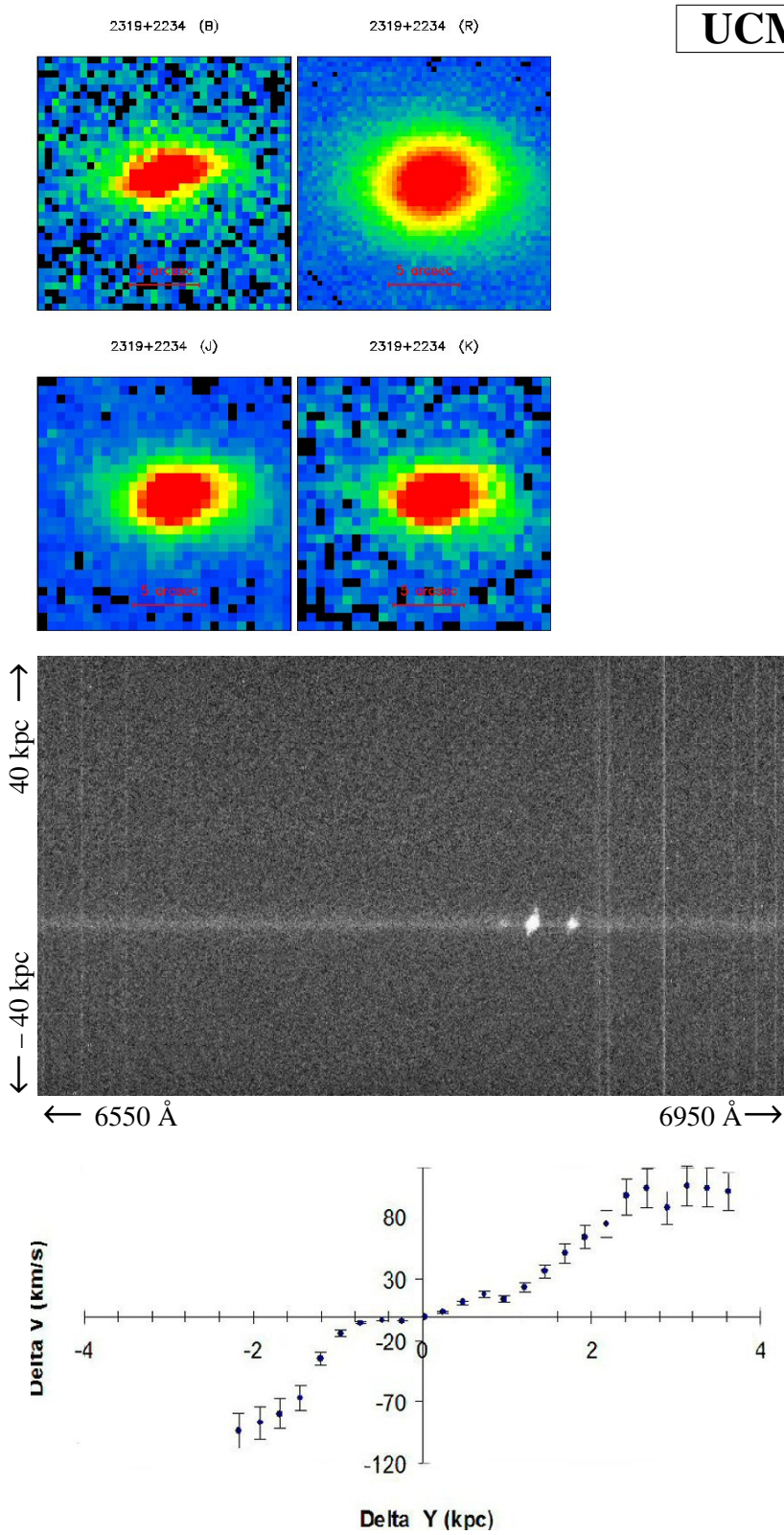
UCM 2317+2356

Magnitud r	13.35 ± 0.07
z	0.032
M_B	-22.01 ± 0.06
R_e (kpc)	6.9 ± 0.3
i ($^\circ$)	33.97 ± 1.7
PA ($^\circ$)	90
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	61.04 ± 6.1

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.25 ± 0.14
Dinámica	9.93 ± 0.13
Estelar	10.446 ± 0.15

Ficha 150: Galaxia UCM 2317+2356.



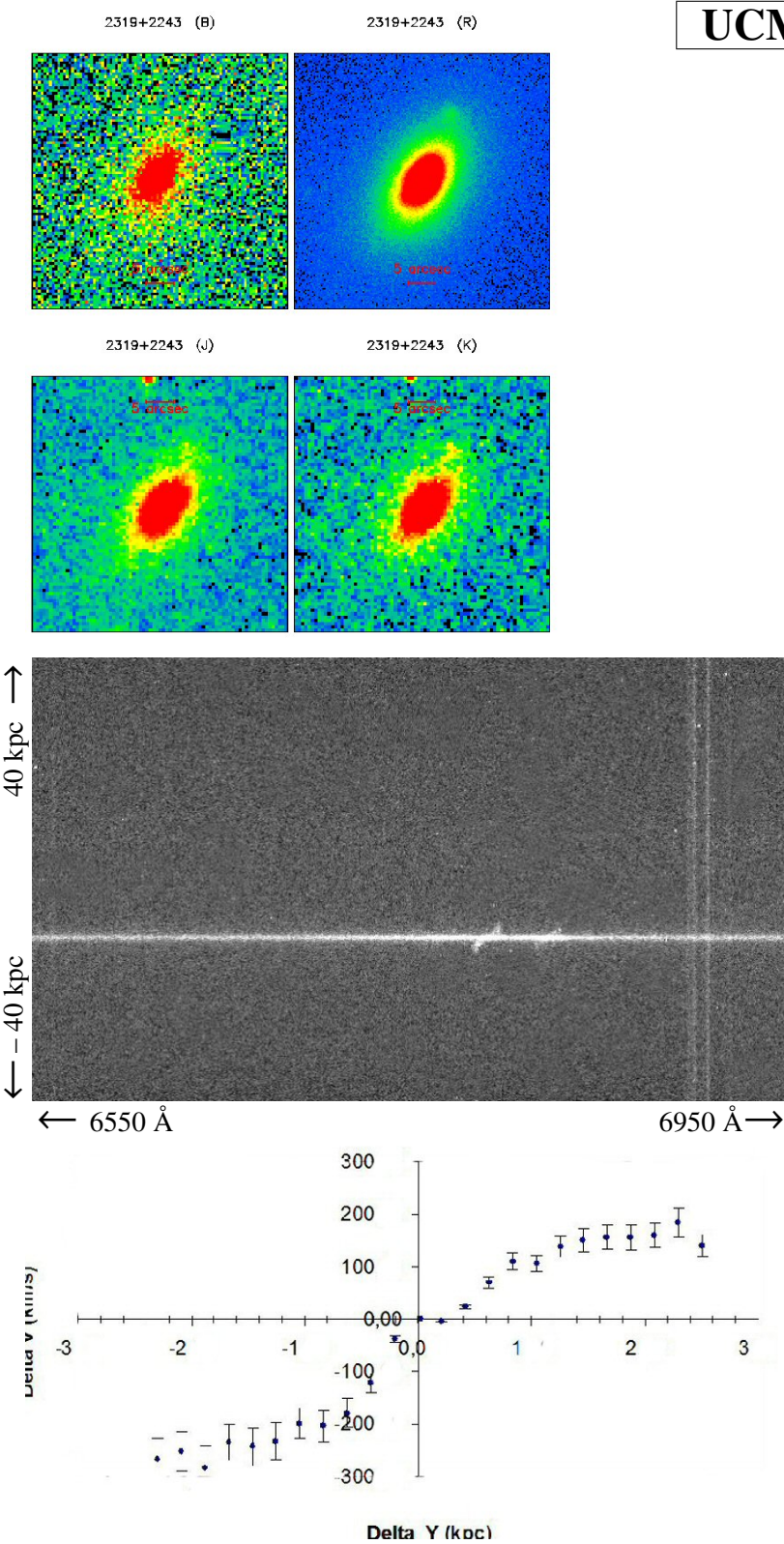
UCM 2319+2234

Magnitud r	16.55 ± 0.08
z	0.364
M_B	-19.48 ± 0.06
R_e (kpc)	2.4 ± 0.1
i ($^\circ$)	78.96 ± 3.95
PA ($^\circ$)	90
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	77.9 ± 7.8

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.94 ± 0.17
Dinámica	10.06 ± 0.14
Estelar	10.814 ± 0.082

Ficha 151: Galaxia UCM 2319+2234.



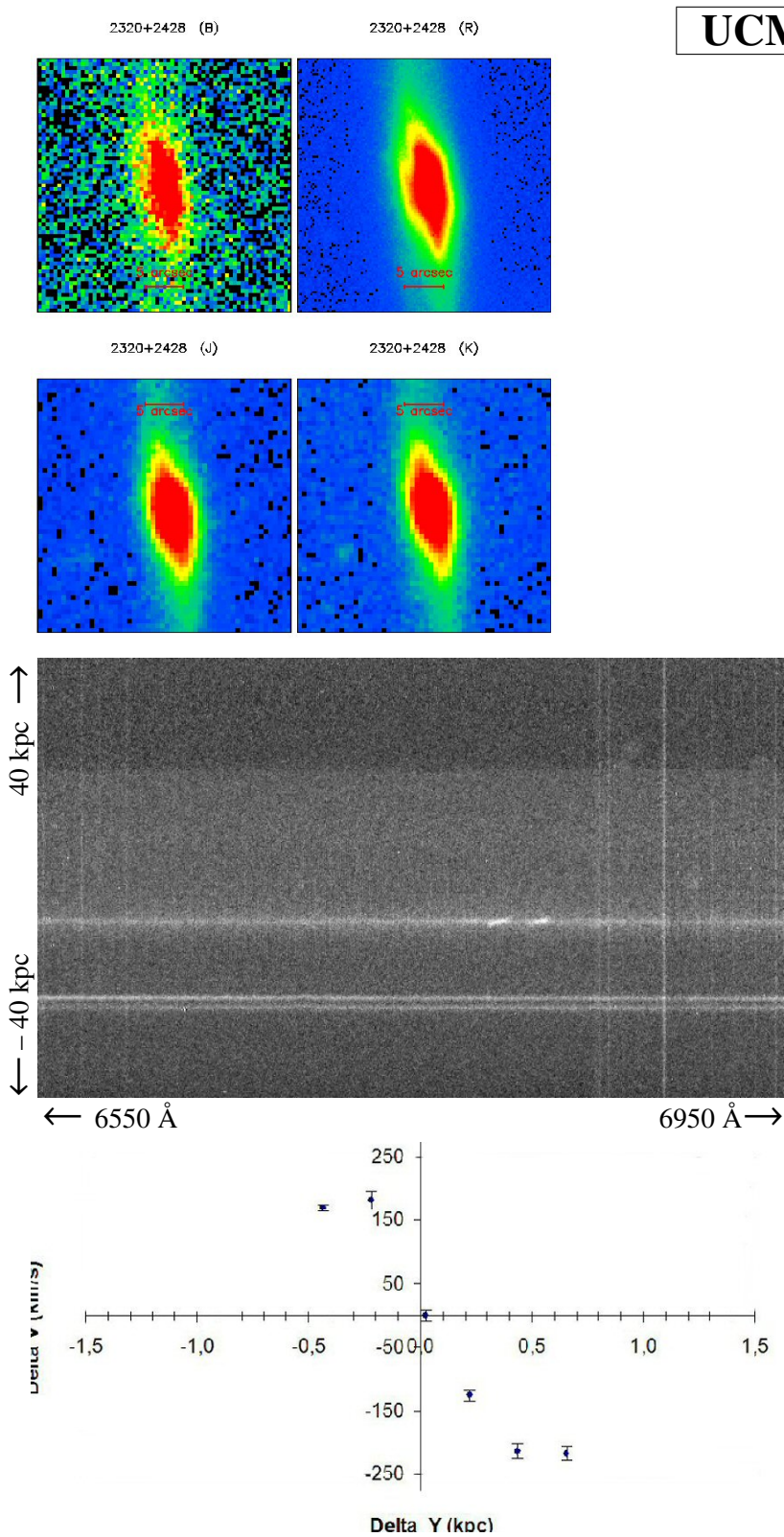
UCM 2319+2244

Magnitud r	14.76 ± 0.08
z	0.0313
M_B	-20.17 ± 0.06
R_e (kpc)	3.5 ± 0.2
PA ($^\circ$)	320
T. morfológico	S0
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	163.24 ± 16.3

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.89 ± 0.17
Dinámica	10.35 ± 0.15
Estelar	10.83 ± 0.07

Ficha 152: Galaxia UCM 2319+2244.



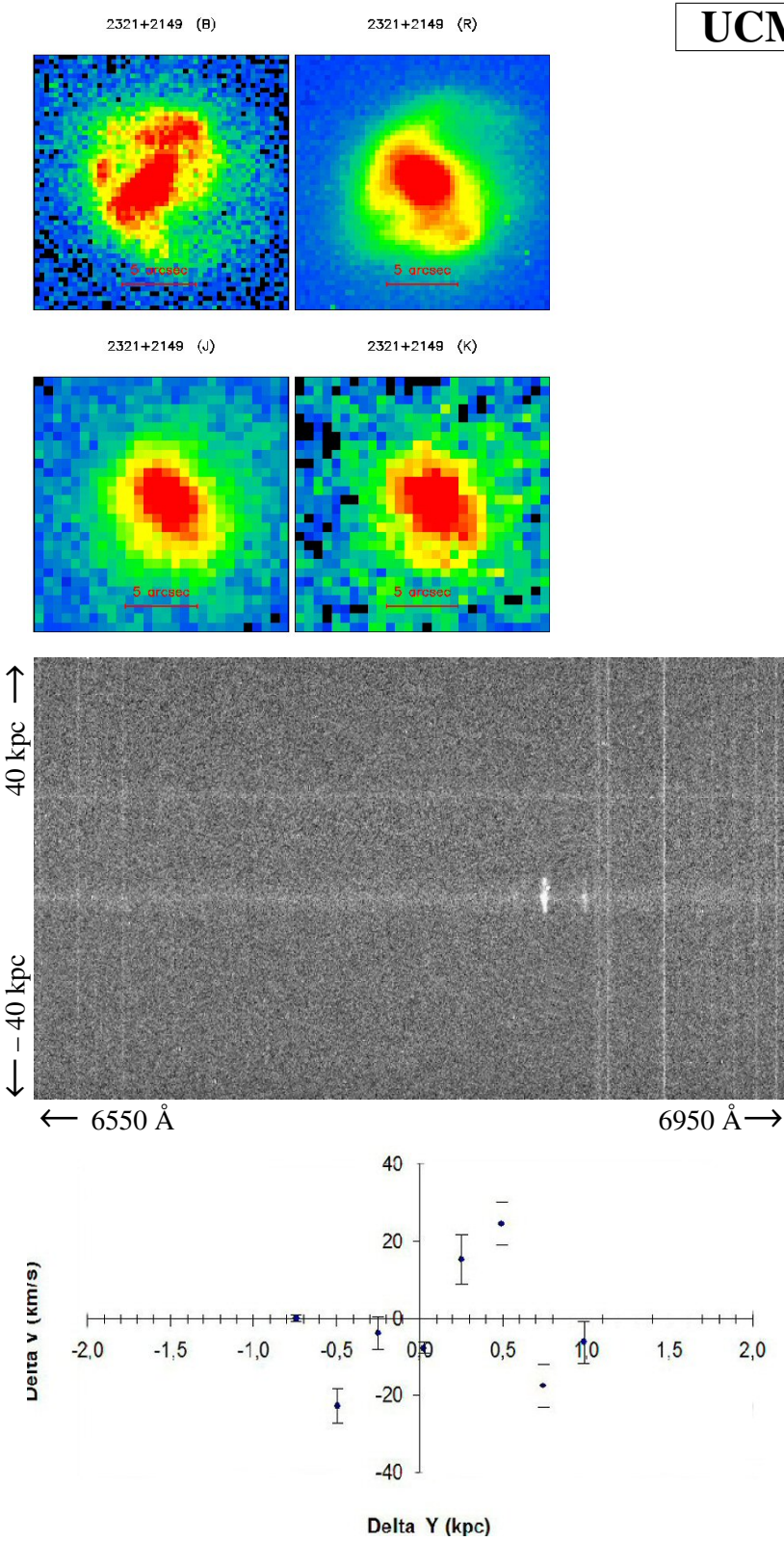
UCM 2320+2428

Magnitud <i>r</i>	14.60±0.07
<i>z</i>	0.0328
<i>M_B</i>	-20.18±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	9.7±1
PA (°)	10
T. morfológico	Sa
T. espectral	DANS

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	147.7±14.8

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	9.91±0.13
Dinámica	6.95±0
Estelar	10.118±0.095

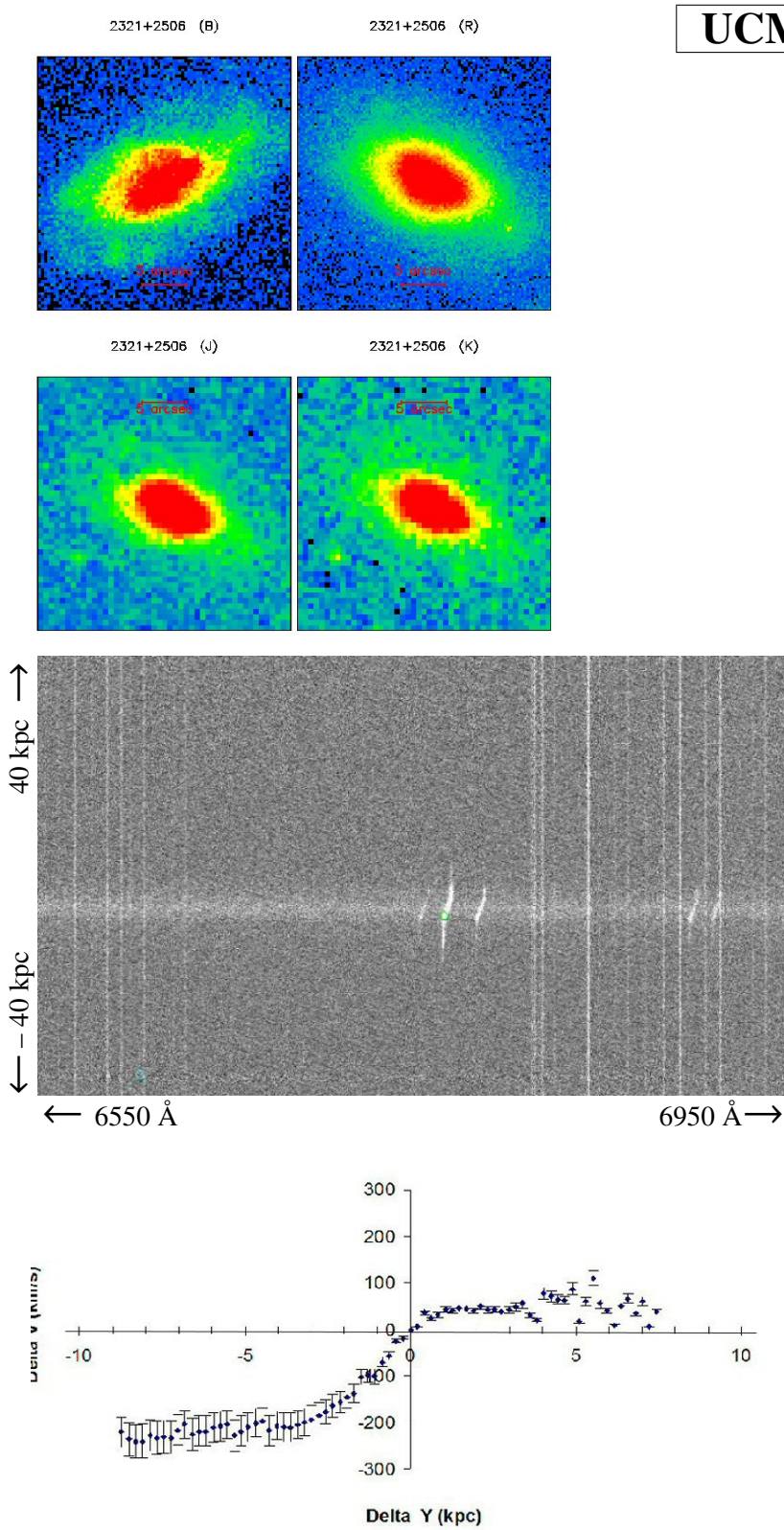
Ficha 153: Galaxia UCM 2320+2428.



Magnitud r	16.02 ± 0.08
z	0.0374
M_B	-19.71 ± 0.06
R_e (kpc)	3.1 ± 0.1
i ($^\circ$)	41.14 ± 2.06
PA ($^\circ$)	47
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.85 ± 0.13
Dinámica	9.39 ± 0.11
Estelar	10.397 ± 0.118

Ficha 154: Galaxia UCM 2321+2149.



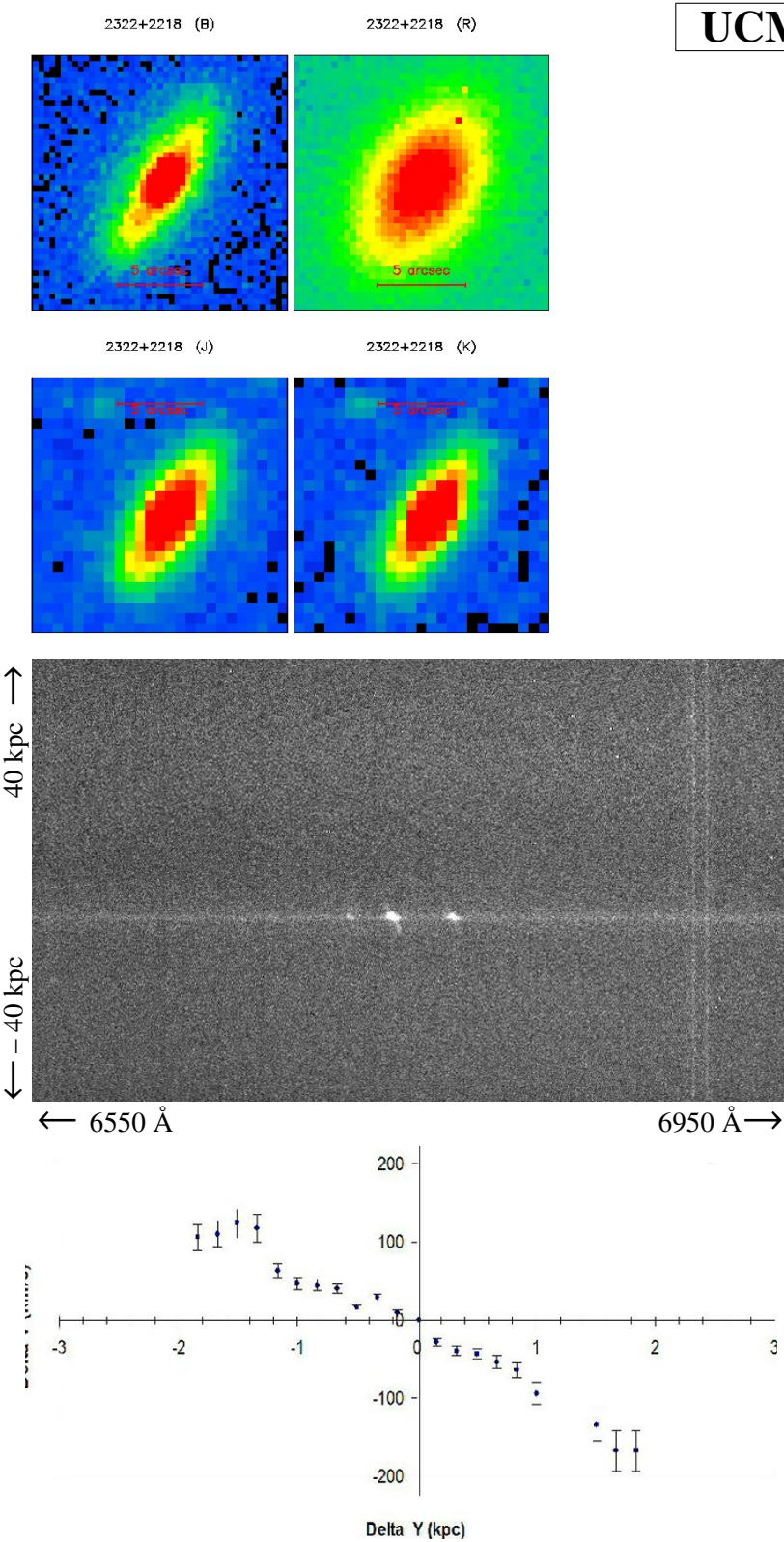
UCM 2321+2506

Magnitud <i>r</i>	15.33±0.08
<i>z</i>	0.032
<i>M_B</i>	-20.25±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	3.7±0.1
<i>i</i> (°)	60.99±3.05
PA (°)	60
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	43.35±4.3

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	9.79±0.12
Dinámica	10.08±0.14
Estelar	10.026±0.097

Ficha 155: Galaxia UCM 2321+2506.



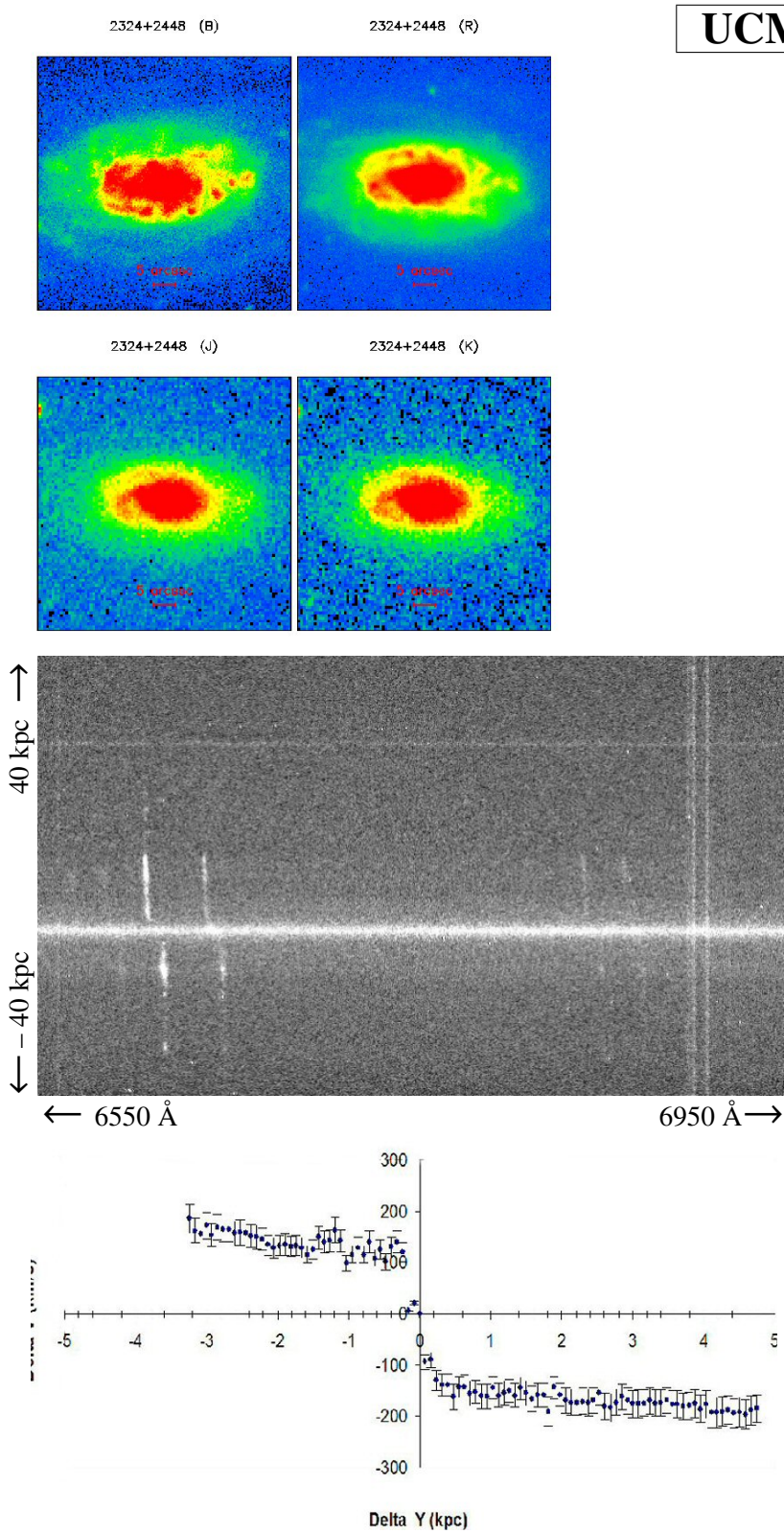
UCM 2322+2218

Magnitud r	16.59 ± 0.09
z	0.0249
M_B	-17.62 ± 0.05
R_e (kpc)	1.3 ± 0.1
i ($^\circ$)	46.9 ± 2.35
PA ($^\circ$)	140
T. morfológico	Sc+
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	55.27 ± 5.5

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	10.12 ± 0.14
Dinámica	10.58 ± 0.16
Estelar	10.498 ± 0.061

Ficha 156: Galaxia UCM 2322+2218.



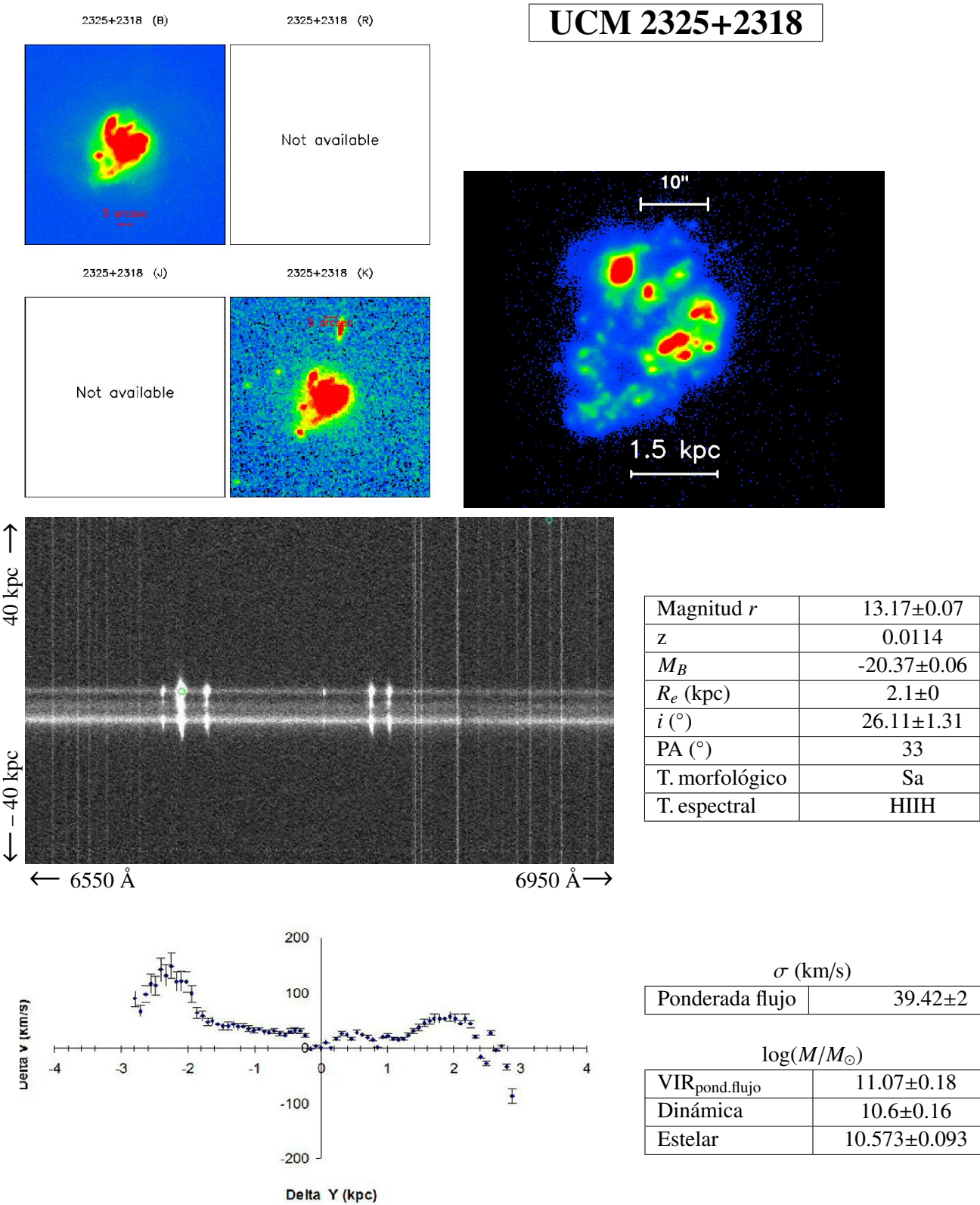
UCM 2324+2448

Magnitud <i>r</i>	12.80±0.07
<i>z</i>	0.0116
<i>M_B</i>	-20.34±0.06
<i>R_e</i> (kpc)	4.3±0.3
<i>i</i> (°)	62.48±3.12
PA (°)	90
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

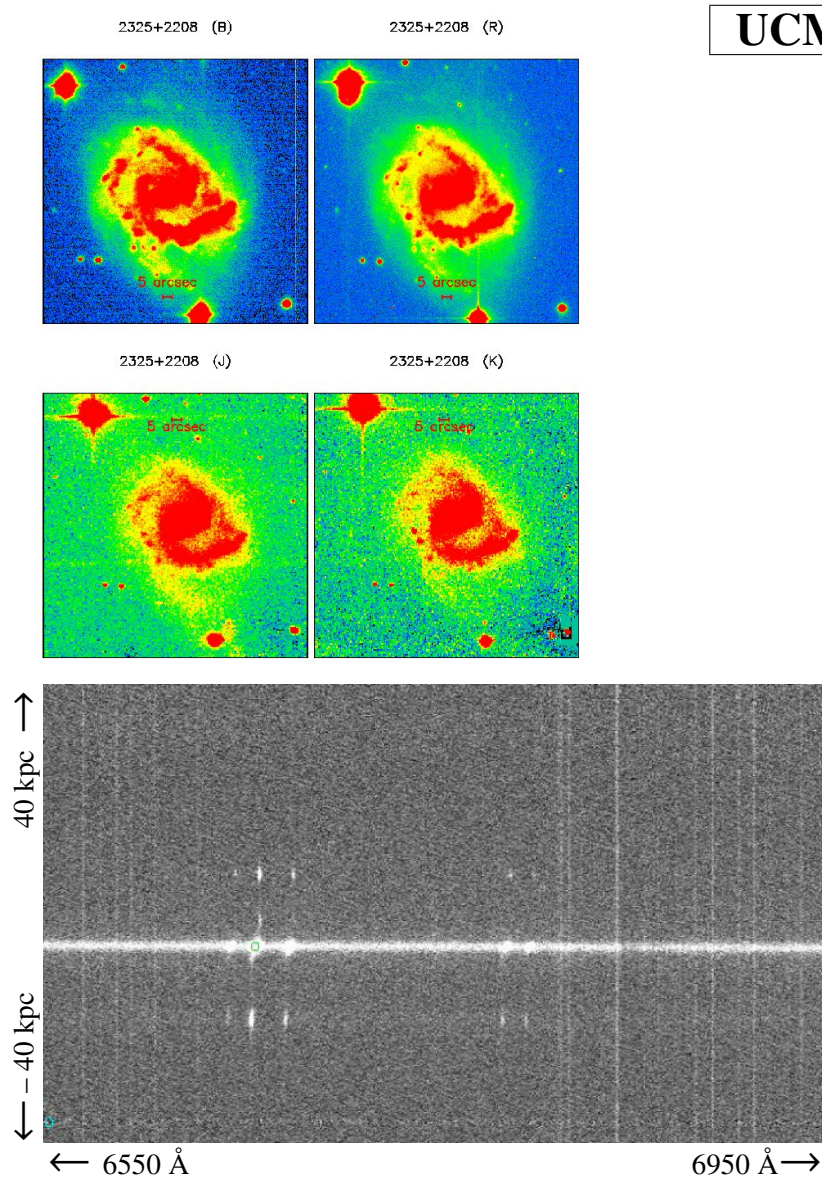
<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	66.8±6.7

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	9.61±0.12
Dinámica	9.69±0.12
Estelar	9.777±0.056

Ficha 157: Galaxia UCM 2324+2448.

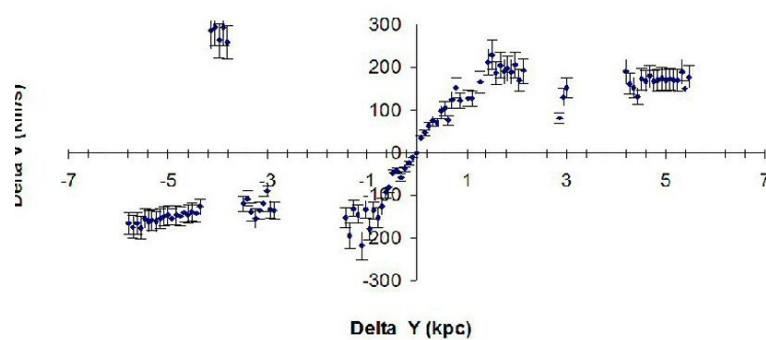


Ficha 158: Galaxia UCM 2325+2318.



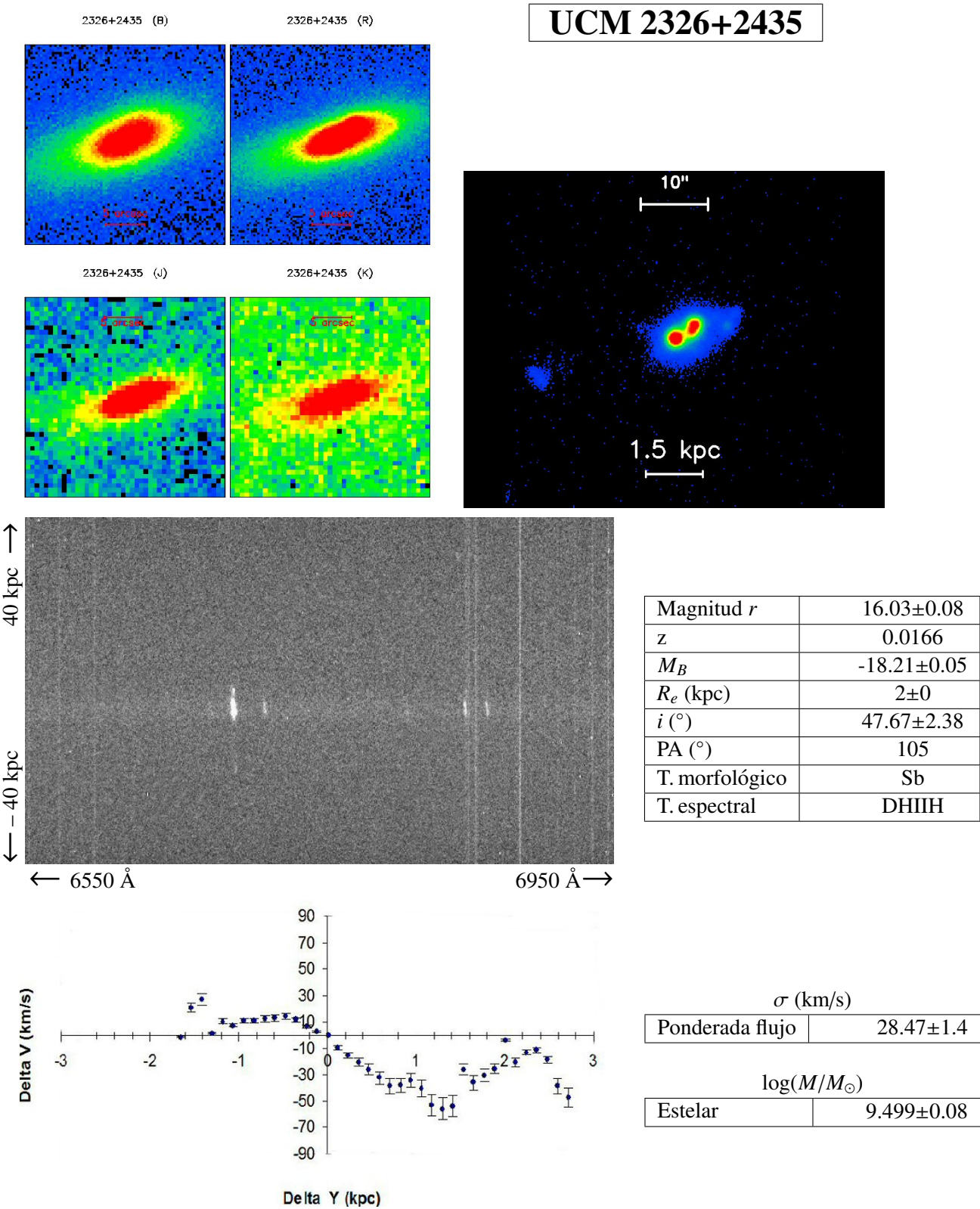
UCM 2325+2208

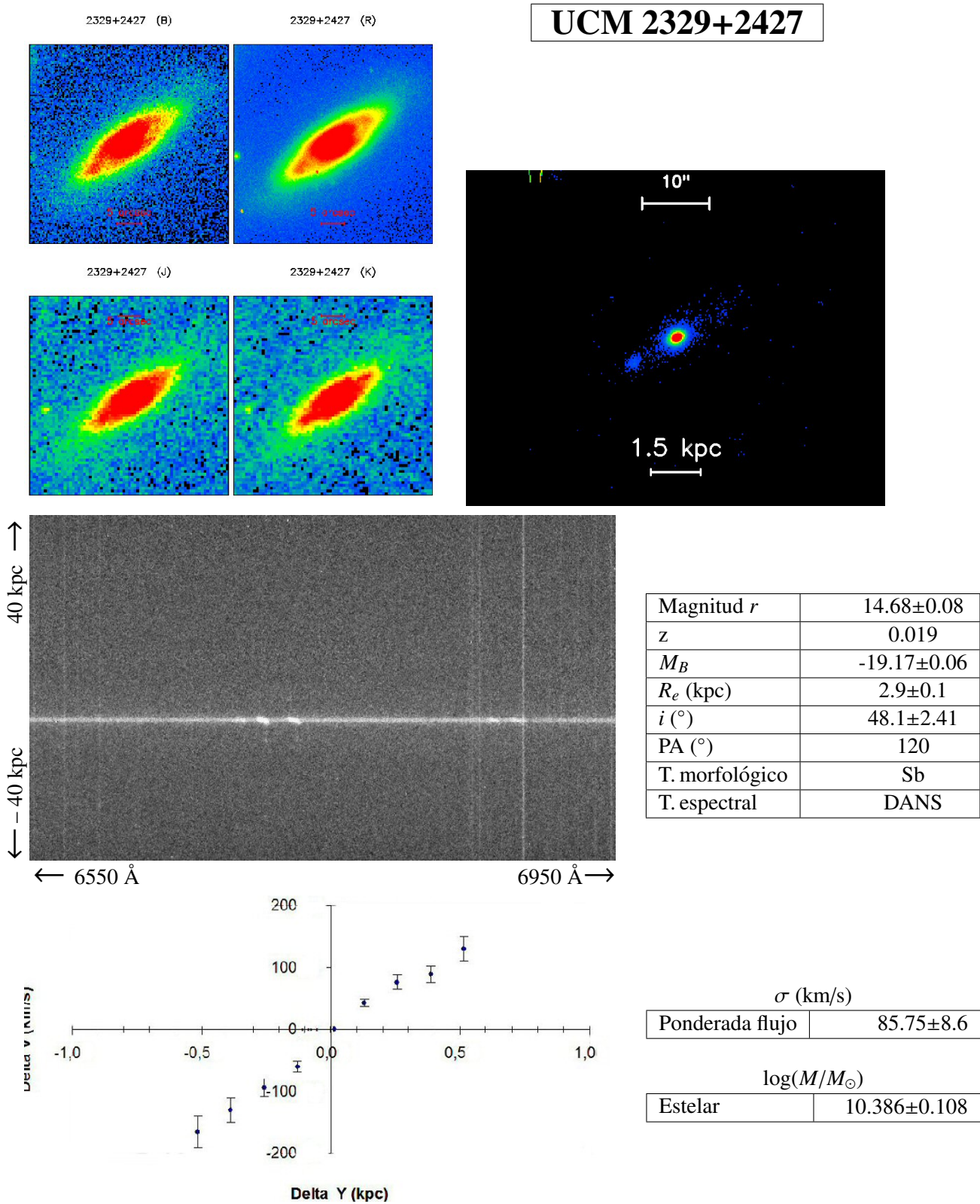
Magnitud r	11.81 ± 0.06
z	0.0116
M_B	-21.12 ± 0.06
R_e (kpc)	6.5 ± 0.1
i ($^\circ$)	43.85 ± 2.19
PA ($^\circ$)	36
T. morfológico	SBc+
T. espectral	SBN



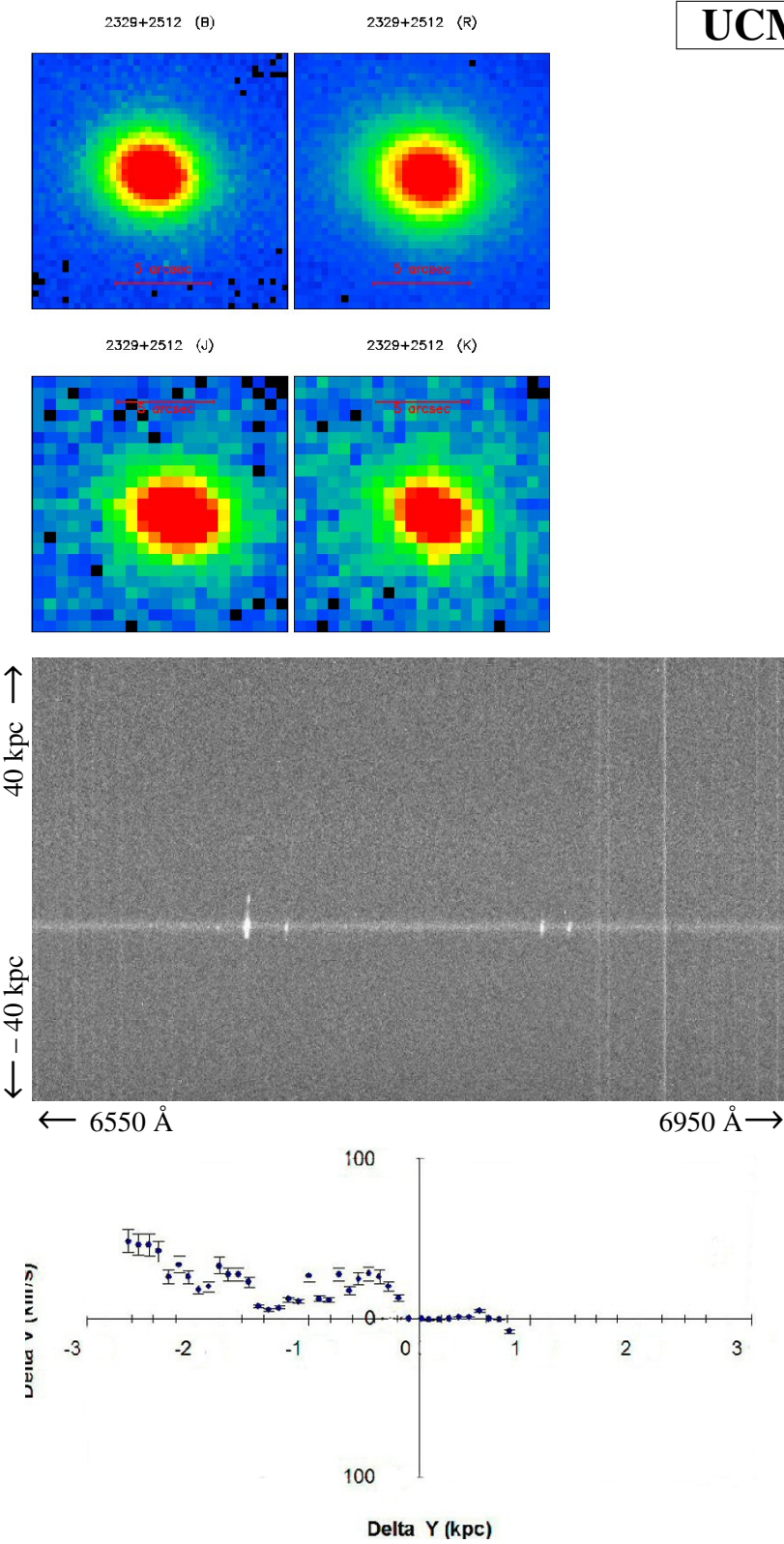
σ (km/s)	
Ponderada flujo	98.02 ± 9.8

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.09 ± 0.09
Dinámica	9.15 ± 0.09
Estelar	8.897 ± 0.056





Ficha 161: Galaxia UCM 2329+2427.



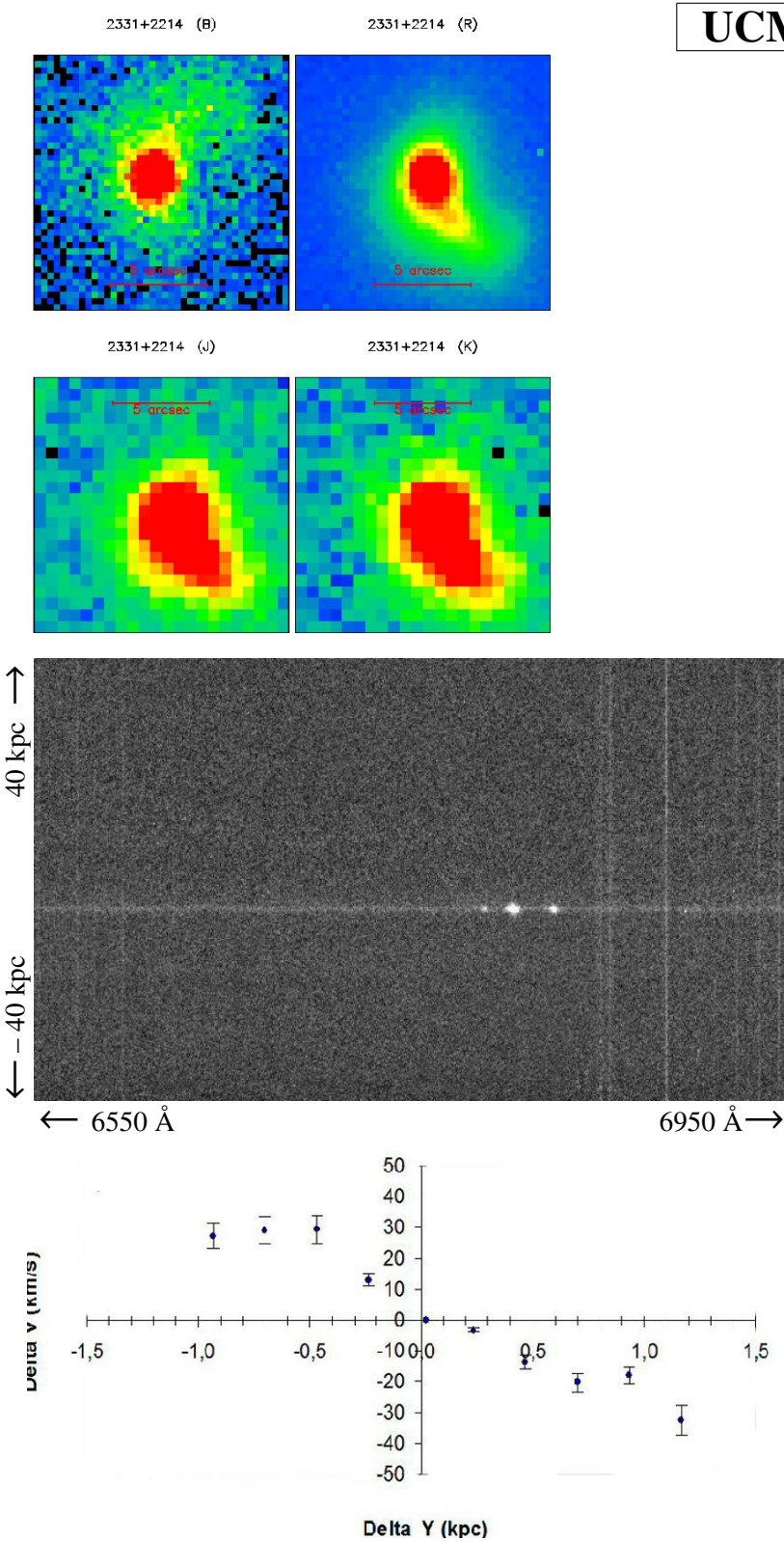
UCM 2329+2512

Magnitud r	16.28 ± 0.08
z	0.0124
M_B	-17.12 ± 0.05
R_e (kpc)	0.8 ± 0
i ($^\circ$)	76.93 ± 3.85
PA ($^\circ$)	75
T. morfológico	Sa
T. espectral	DHIIIH

σ (km/s)	
Ponderada flujo	21.25 ± 1.1

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.96 ± 0.13
Dinámica	8.46 ± 0.06
Estelar	10.348 ± 0.1

Ficha 162: Galaxia UCM 2329+2512.



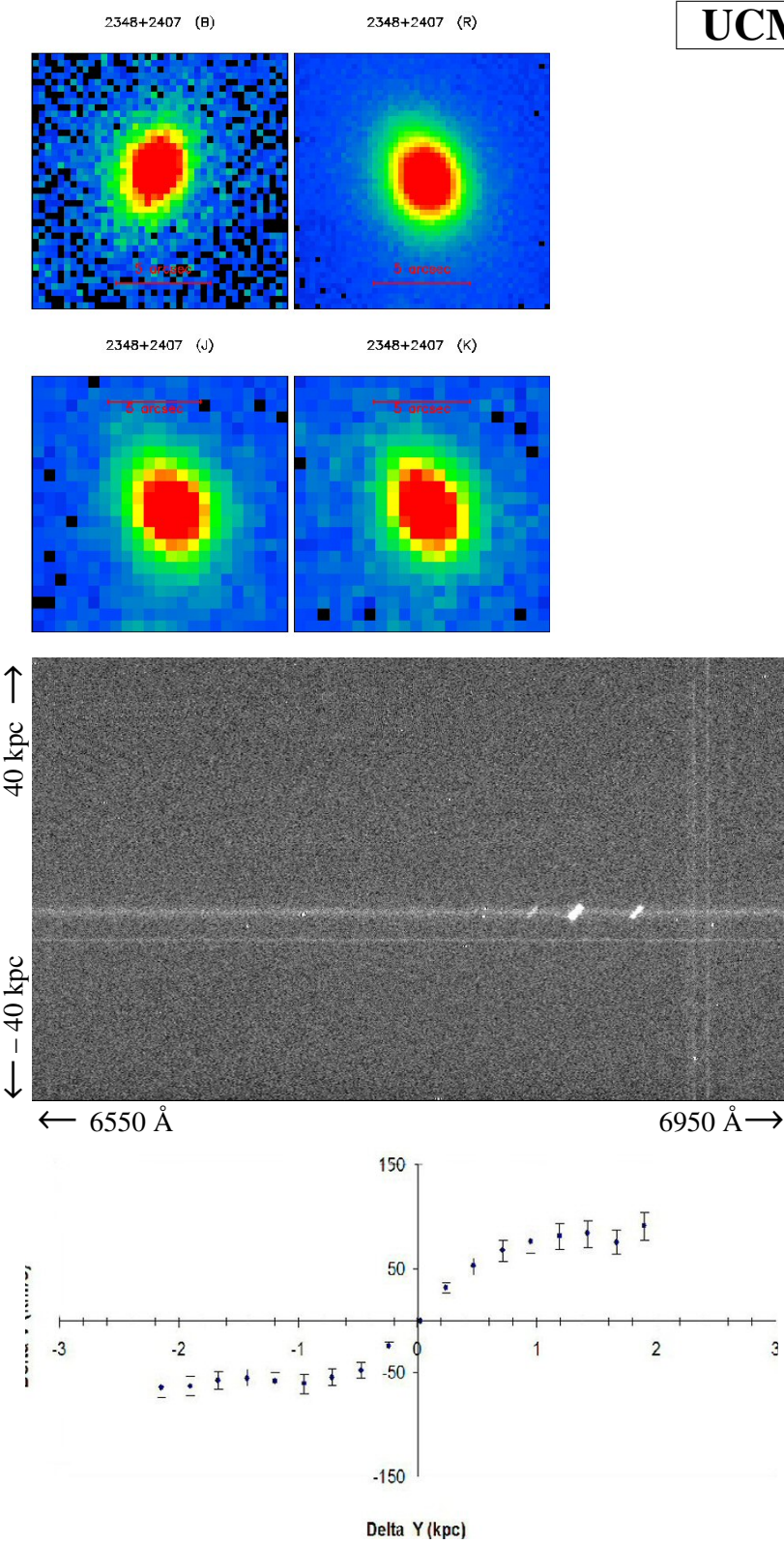
UCM 2331+2214

Magnitud r	16.57 ± 0.09
z	0.0352
M_B	-18.47 ± 0.05
R_e (kpc)	2.4 ± 0.2
i ($^\circ$)	52.79 ± 2.64
PA ($^\circ$)	45
T. morfológico	Sb
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	62.49 ± 6.2

$\log(M/M_\odot)$	
Estelar	9.845 ± 0.078

Ficha 163: Galaxia UCM 2331+2214.



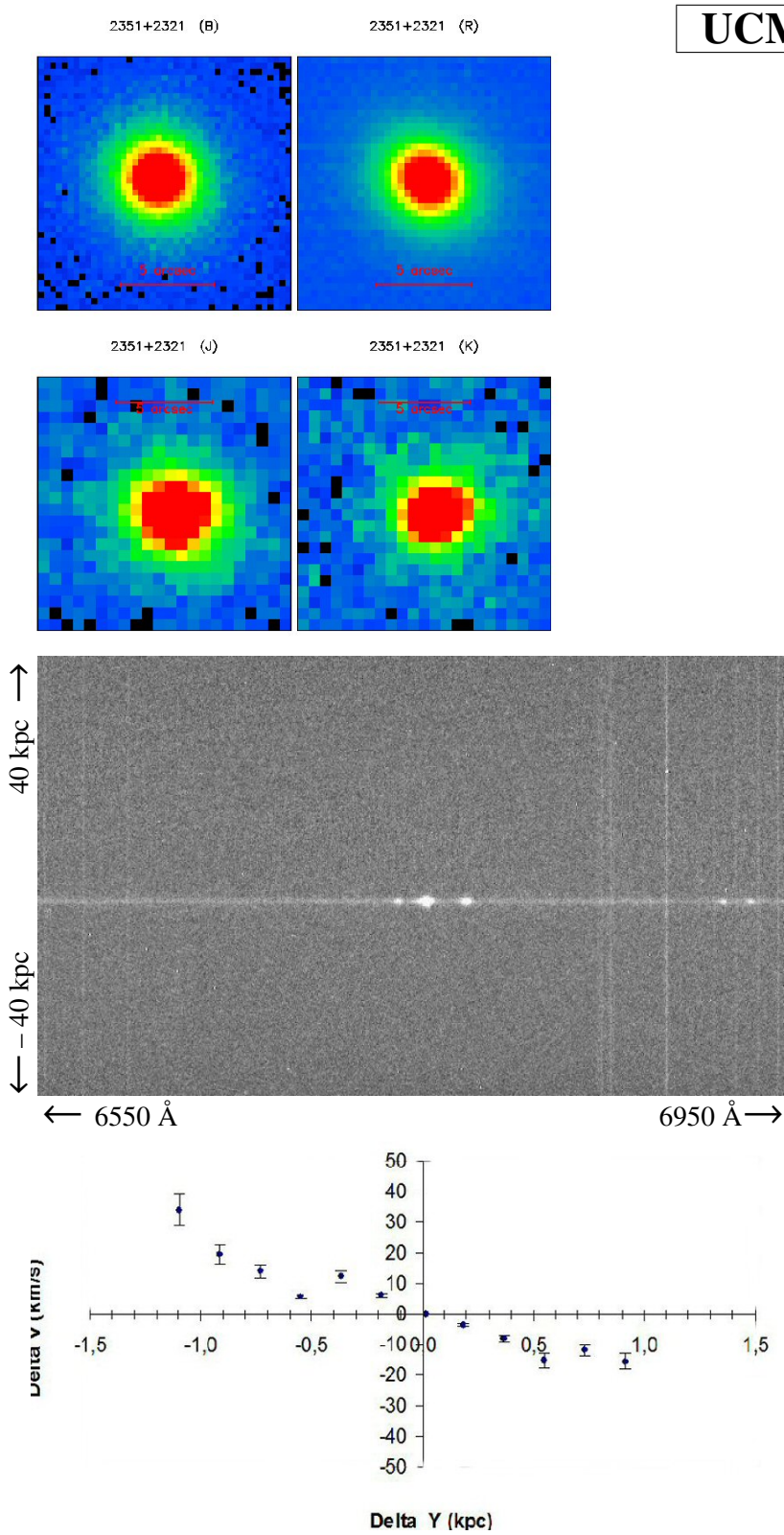
UCM 2348+2407

Magnitud r	16.43 ± 0.08
z	0.0359
M_B	-19.2 ± 0.06
R_e (kpc)	1.5 ± 0.1
i ($^\circ$)	50.83 ± 2.54
PA ($^\circ$)	170
T. morfológico	Sa
T. espectral	SBN

σ (km/s)	
Ponderada flujo	32.61 ± 3.3

$\log(M/M_\odot)$	
VIR _{pond.flujo}	9.64 ± 0.12
Dinámica	7.71 ± 0.02
Estelar	9.342 ± 0.221

Ficha 164: Galaxia UCM 2348+2407.



UCM 2351+2321

Magnitud <i>r</i>	16.44±0.08
<i>z</i>	0.0265
<i>M_B</i>	-18.03±0.05
<i>R_e</i> (kpc)	1.1±0.1
<i>i</i> (°)	43.91±2.2
T. morfológico	Sb
T. espectral	IIIIH

<i>σ</i> (km/s)	
Ponderada flujo	60.99±3

log(<i>M</i> / <i>M_⊙</i>)	
VIR _{pond.flujo}	10.32±0.15
Dinámica	10.49±0.15
Estelar	10.687±0.075

Ficha 165: Galaxia UCM 2351+2321.